

Algemene Sterrenkunde voor eerstejaars
(nov./dec. 1972)

Hoofdstuk I.

INLEIDING

In dit college algemene sterrenkunde is de stof geordend volgens fysische principes. Een dergelijke behandeling is alleen mogelijk als de student reeds zekere kennis bezit over de bouw van het heelal en de astronomische werkwijzen. Hoofdstuk I beoogt deze kennis te verschaffen. Aan een dergelijke inleiding is des te meer behoefte omdat er tussen de kennis van de aankomende studenten onderling grote verschillen bestaan. Aangenomen is dat alle studenten wel iets van sterrenkunde af weten. Voelt een student dat hij voor een goed begrip van dit college over iets meer basiskennis moet beschikken, dan kan hij het beste eens doorlezen: P.J. Gathier, Sterrenkunde (S1-20). Meteen al dieper gaat: A.J.M. Wanders, Beknopte sterrenkunde (S1-64). Hier mag ook het vierdelige werk Sterrenkunde (S1-60) genoemd worden, waaraan tal van Nederlandse astronomen hebben meegewerkt en dat verschenen is onder redactie van Prof. C. de Jager. Overigens wordt de studenten aangeraden een algemeen astronomisch leerboek of plaatwerk uit de bibliotheek te lenen (zoek vooral in de afdelingen S1 en S2). Het is helemaal niet nodig deze werken van begin tot einde door te werken, reeds het bekijken van de tekeningen en foto's (waarin u misschien dia's die op het college zijn vertoond herkent) kan zijn vruchten afwerpen. Wees niet bang buitenlandse werken te gebruiken; hoe eerder men daaraan gewend is, des te beter!

Bedenk nu bij het begin van dit college:

- 1) In de sterrenkunde (als in iedere natuurwetenschap) zijn de waarnemingen primair - de theorie volgt daarna.
- 2) Sterrenkunde was tot voor kort een zuivere waarnemende wetenschap; door de ruimtetechniek wordt het nu ook een experimentele wetenschap.

§ 1. H e t s t e r r e n k u n d i g e w e r e l d b e e l d

I.1.1. Overzicht van de bouw van het heelal (afstanden en afmetingen)

a) Het zonnestelsel (Eng. solar system)

- Aarde - Dit is een afgeplatte bol met een diameter van 13 000 km. Zij is de best bekende planeet en verschaft ons een programma voor het onderzoek van andere planeten.
- Maan - Deze heeft een diameter van 3500 km. Ze beschrijft een ellipsbaan om de aarde met een gemiddelde afstand tot de aarde van 380 000 km en een omlooptijd van 27.3 dagen.
- Zon - Dit is een gloeiende gasbol met een diameter van 1 400 000 km. Zij is de best bekende ster.
- Planeten - Deze beschrijven (evenals de aarde) ellipsbanen om de zon met afstanden variërend van 0.4 a.e. (Mercurius) tot 40 a.e. (Pluto). 1 a.e. (astronomische eenheid) = afstand aarde - zon = 150 000 000 km.
- Satellieten - Deze beschrijven ellipsbanen om hun planeet. B.v. de maan. De ringen van Saturnus zijn een verzameling van talloze kleine satellieten.
- Planetoïden of asteroïden - Dit is de verzameling van kleine hemellichamen, waarvan de meeste hun baan om de zon beschrijven tussen Mars en Jupiter. Hun afmetingen variëren van 770 km (Ceres) tot enkele microns (stof).

Interplanetair stof - Deze stofdeeltjes beschrijven planeetbanen om de zon en zijn verantwoordelijk voor het zodiakale licht.

Kometen - Van deze bewoners van het grensgebied van ons zonnestelsel kennen we periodieke en eenmalige verschijningen.

Meteoren en meteorieten - Deze hangen zowel met kometen als met planetoiden samen.

Interplanetair gas - Dit wordt voortdurend door de zon aangevuld: de zonnwind. Electronen en protonen zijn de belangrijkste componenten.

De afstanden binnen het zonnestelsel werden pas bekend nadat Cassini in 1672 de afstand van Mars had bepaald. De afstand naar de dichtsbijzijnde ster is 10^7 x zo groot; het duurde tot 1838 voor de eerste redelijk nauwkeurige sterafstanden werden bepaald (61 Cygni, Wega en α Centauri).

b) Het Melkwegstelsel (Eng. Galaxy)

Sterren - Dit zijn evenals de zon gloeiende gasbollen. Hun afmetingen lopen zeer uiteen: van 0.01 tot 1000 R_{Zon} . Dit is een factor 10^{+5} . De meest nabije ster is α Centauri met een afstand van 4,3 lichtjaar. Dit is een driedvoudige ster waarvan de derde component, α Centauri C, het dichtst bij ons staat en dan ook Proxima Centauri genoemd wordt.

Sterrenhopen - In het heelal bestaat de neiging tot het vormen van groepen: ster met planeten, planeten met satellieten, ster met sterren: dubbelsterren en meervoudige sterren. Zo ook sterrenhopen (Eng. clusters). We onderscheiden:

1) Open sterrenhopen. Deze bevatten ongeveer 15 tot 200 sterren. Diameters: 10 - 60 l.j.

2) Bolvormige sterrenhopen (Eng. globular clusters). Zoals de naam al aanduidt zijn deze sterhopen bolvormig. Deze bevatten veel meer sterren dan de open sterhopen. 10^7 tot 10^8 , waarbij de onderlinge afstand tussen de sterren naar het centrum van de bol sterk afneemt tot afstanden van enkele lichtweken.

Diameters: 20 - 100 l.j., dus een weinig groter dan die van de open sterrenhopen.

Interstellaire materie - Deze bestaat uit zeer ijl stof en gas. We kunnen hem waarnemen als heldere en donkere nevels.

Sterren en interstellaire materie vormen samen een discusvormig systeem dat we het Melkwegstelsel noemen. Hiervan is de diameter ca. 100 000 l.j. en de dikte ca. 10 000 l.j.. Het totaal aantal sterren in ons Melkwegstelsel is van de orde van 100 miljard. Het Melkwegstelsel als geheel roteert om zijn as en volbrengt een omwenteling in ongeveer 250 miljoen jaar. De leeftijd van onze zon is ca. 5 miljard jaar, zodat de zon sedert zijn geboorte ongeveer 20 omwentelingen van ons Melkwegstelsel heeft meegemaakt. Ons Melkwegstelsel bezit een spiraal-structuur die men vooral dankzij de radioastronomie heeft kunnen waarnemen. De bolvormige sterrenhopen vormen een ongeveer bolvormig stelsel met een diameter van 100 000 l.j. en waarvan het middelpunt samenvalt met dat van het Melkwegstelsel.

c) Extragalactische stelsels

Alle sterren in het heelal zijn geconcentreerd in sterstelsels zoals ons Melkwegstelsel. Deze noemen we extragalactische stelsels (wat aanduidt dat ze zich buiten ons Melkwegstelsel bevinden). Vanwege hun grote afstand doen ze zich visueel voor als "nevels". Velen hebben een spiraalvorm, vandaar dat we ook wel spreken van spiraalnevels. De afmetingen variëren van 10 000 tot 100 000 l.j. De onderlinge afstanden zijn van de orde van enige miljoenen lichtjaren, dus slechts ongeveer 10 tot 100 keer zo groot als de diameters.

Sterstelsels vormen ook weer: dubbelstelsels, meervoudige stelsels, groepen en hopen (nevelnesten). B.v.:

- Lokale groep : ca. 25 stelsels waaronder: Melkwegstelsel, Grote en Kleine Magellaanse Wolk, Andromedanevel.
- Virgo cluster : 2500 leden (extreem veel), afst. 36 miljoen l.j., diam. 7 mln. l.j.

Sterstelsels zijn waargenomen tot op afstanden van enige miljarden lichtjaren.

De grens van het in principe waarneembare heelal is ca. 10 miljard lichtjaar.

Sterren in een sterstelsel zijn zeer dun gezaaid. Eddington vergeleek de verhouding tussen hun diameter en hun onderlinge afstand eens met 3 bijen vliegend boven Europa. Dit geeft een indicatie van de botsingskans.

Model: Als we de diameter van de aarde op 1 cm stellen, dan is de

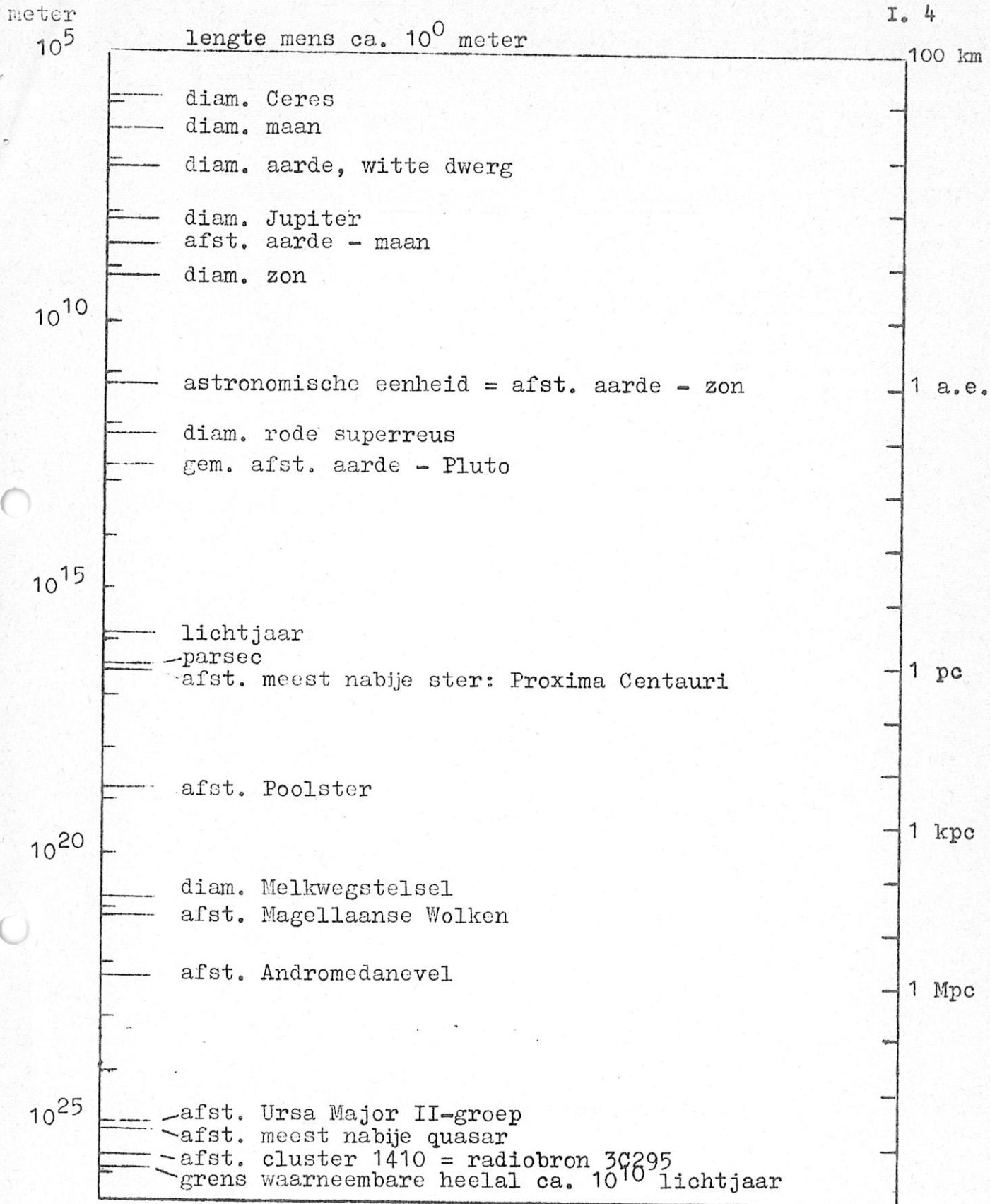
- diameter van de zon 1 meter
- zon op 100 meter afstand
- grens van het zonnestelsel 4 km (Pluto)
- meest nabije ster op 10 000 km afstand
- diameter van het Melkwegstelsel 100 miljoen km (dit worden ondanks de verkleining alweer astronomische afstanden)
- de verst verwijderde extra-galactische nevel op 1 l.j. afstand.

Op deze schaal is de mens zo groot als een atoom en niettemin in staat deze afstanden te meten!

N.B. Tot nu toe gebruiken we steeds de (populaire) afstandseenheid lichtjaar (l.j.). Astronomen gebruiken liever de eenheid parsec (pc) en de veelvouden hiervan: kpc en Mpc. De verklaring hiervan volgt in de paragraaf over jaarlijkse parallax.

$$1 \text{ l.j.} = 9,46 \times 10^{15} \text{ m} = 6,324 \times 10^4 \text{ a.e.}$$

$$1 \text{ pc} = 206264 \text{ a.e.} = 3,26 \text{ l.j.}$$



Literatuur:

C.W. Allen, Astrophysical Quantities (1963, S2-2)
 Landolt-Börnstein VI/1, Astronomie und Astrophysik,
 herausgegeben von H.-H. Voigt (1965, S2-12)
 Kees Boeke, Cosmic View (1957, S1-67)

Fig. 1. Afmetingen en afstanden (logarithmische schaal).

In fig. 1 zijn enige diameters en afstanden langs een logaritmische lengteschaal gezet.

Een van de meest opvallende kenmerken van deze figuur is dat de afstanden tussen de sterren (waarbij we de kern van het Melkwegstelsel en de kernen van bolvormige sterhopen uitsluiten) relatief het grootst zijn. We zien dat de afstanden tussen de sterren van de orde van 10^7 maal hun diameter zijn. De afstanden tussen de melkwegstelsels echter zijn slechts ongeveer 10 à 100 maal zo groot als hun diameters.

I.1.2. Massa's

Als we over de massa van een hemellichaam spreken, gebruiken we in plaats van de kg als massa-eenheid liever een massa-eenheid van vergelijkbare grootte. Dus b.v. de massa van de aarde, of de massa van de zon.

(Voor lengtematen geldt hetzelfde; we drukken de dimensies van hemellichamen liever uit in R_{aarde} of R_{zon} dan in meters, om grote getallen te vermijden).

De massaverdeling in ons zonnestelsel vindt U in onderstaande tabel.

massa aarde	=	$6,0 \times 10^{24}$ kg	
" Mercurius	=	$\frac{1}{20}$	aardmassa
" Jupiter	=	320	"
totale massa planeten	=	447,9	"
" " satellieten	=	0,12	"
" " planetoiden	=	0,0003	"
" " meteoritische materie	=	5×10^{-10}	"
" " planetenstelsel	=	448,0	" $\frac{1}{743}$ zons- massa

De totale massa van het zonnestelsel zit dus voornamelijk in de zon zelf.

Jupiter neemt $\frac{1}{4}$ van de planetenmassa voor zijn rekening.

De massa van de interplanetaire materie is te verwaarlozen t.o.v. de totale massa van de planeten.

Massa van de zon = $2,0 \times 10^{30}$ kg = 330 000 aardmassa's.

De massa's van de sterren lopen veel minder uiteen dan hun afmetingen: een rode superreus met bijna 1000 maal de afmetingen van de zon heeft maar een massa van 20 zonsmassa's; een bepaalde witte dwerg is 200 x zo klein als de zon en heeft een massa van 0,6 zonsmassa's!

Massa van het Melkwegstelsel $\approx 10^{11}$ zonsmassa's.

Het Melkwegstelsel heeft vergeleken bij de extra-galactische sterstelsels een grote (maar niet extreme) massa. De Andromedanevel heeft een ca. 5 x zo grote massa; anderzijds zijn er "dwergstelsels" met 100 x zo kleine massa.

Interessant is na te gaan hoe de verdeling van de massa binnen het Melkwegstelsel over de verschillende componenten is. In een gebied van 1000 pc^2 in de omgeving van de zon (dus binnen een spiraalarm) is de totale massa van alle aanwezige materie 150 zonsmassa's. De belangrijkste componenten zijn:

interstellaire materie	25 zonsmassa's
hoofdreekssterren	46 "
reuzensterren	0,7 "
donkere begeleiders	5 "
witte dwergen	8 "
subdwergen	1,5 "
niet-geïdentificeerd	<u>64</u> "
totaal	150 zonsmassa's

Voor de niet-geïdentificeerde component speculeert men over oude donkere sterren en H_2 -gas. Het bestaan van deze component berust op gravitatie beschouwingen (hoofdstuk V(2)). Het valt op dat de interstellaire materie een veel grotere rol speelt (16% van de totale massa in de omgeving van de zon) dan de interplanetaire materie (minder dan 0,1%).

I.1.3. Energieën en vermogens

In onderstaande tabel vindt U een overzicht van energieën en vermogens zoals die zich op aarde en in het heelal voordoen.

Ter vergelijking bedenke men: Watt = Joule/sec = $8,64 \times 10^4$ (ca. 10^5) Joule/dag. Bij sterren wordt het vermogen uitgedrukt in dat van de zon L_{zon} (in de literatuur vaak L_{\odot} , L van Eng. luminosity, Ned. lichtsterkte, Du. Leuchtkraft).

menselijke energieproductie (1962)	3×10^{10} Joule/dag
onweer	10^{13} Joule
alle onweders in 24 uur	4×10^{17} Joule/dag
zeer lichte aardbeving	$<10^9$ Joule
zwaarste aardbevingen	$>10^{19}$ "
A-bom	10^{13} "
56 M ton H-bom (Nova Zembla)	2×10^{17} "
menselijke energieprod. (olie, steenkool enz. 1962)	3×10^5 Watt
warmtestroom uit aarde	$2,6 \times 10^{13}$ "
aarde van zon	$1,8 \times 10^{17}$ "
(albedo van de aarde = 0,40, dus 40% van die $1,8 \times 10^{17}$ W wordt meteen teruggekaatst!)	
uitgestraald door zon = L_{zon}	$3,9 \times 10^{26}$ Watt

"gewone" sterren (geen witte dwergen of eruptieve sterren)	$10^{-2} - 10^6 L_{\text{zon}}$
witte dwergen	$10^{-3} - 10^{-1} L_{\text{zon}}$

Novae:

tijdens maximum	ca. $10^5 L_{\text{zon}}$
prenova	ca. $1 \times L_{\text{zon}}$

tijdens uitbarsting uit-
gestraalde energie ca. 10^{38} Joule
(deze energie wordt door de zon in 10^{12} sec =
= 100 000 jaar uitgestraald)

Supernovae

tijdens maximum	ca. 10^8 x L_{zon}
tijdens uitbarsting uit- gestraalde energie	ca. 10^{42} Joule
(deze energie wordt door de zon in 10^9 j. uitgestraald)	
normaal extragal. stelsel	$10^7 - 10^{10} L_{\text{zon}}$
gemiddeld extragal. stelsel	10^{35} Watt
quasar	10^{39} "
radioemissie van quasar	$10^{37} - 10^{38}$ "

Het valt op dat de lichtsterkte van sterren nog meer uit één
loopt dan hun diameter.

I.1.4. Tijdsintervallen

In onderstaande tabel vindt U een overzicht van tijdsintervallen
zoals deze zich op aarde en in het heelal voordoen c.q.
hebben gedaan.

rotatie-tijd aarde		1 dag
" planeten	uren -	100 "
" zon		ca. 25 "
" sterren	$\frac{1}{2}$ -	100 "
omloopstijd aarde		1 jaar
" planeten	0,24 -	248 "
" kort-per. kometen	3,3 -	100 "
" lang-per. kometen		> 100 "
" dubbelsterren	ca. 1 dag -	5 eeuwen
ouderdom aarde \approx zonnestelsel	$4,5 \times 10^9$	jaar
" leven op aarde	$2,7 \times 10^9?$	"
" cambrium	$0,6 \times 10^9$	"
" mens	10^6	"
omloopstijd zon om centrum v/h Melkwegstelsel	250×10^6	"
duur contractiefase (pre-hoofdreeksfase) zon	5×10^7	"
ouderdom zon (post-hoofdreeksfase)	5×10^9	"
ouderdom Melkwegstelsel	10^{10}	"
ouderdom heelal	$\geq 10^{10}$	"

Met de ouderdom van de aarde bedoelen we de ouderdom van de
aardkorst, dus de tijd nadat de gloeiende bol materie, die de
aarde eens was, is gestold.

Doordat zuurstof hoog in de dampkring UV- en X-straling (voornamelijk van de zon) absorbeert, hebben mens en dier hiertegen geen afweer hoeven te ontwikkelen en konden zij makkelijker evolueren. Merk op dat het onjuist is te zeggen dat leven zuurstof nodig heeft. Integendeel zuurstof heeft leven nodig.

De verklaring van het begrip hoofdreeks volgt later.

Met de ouderdom van de zon wordt bedoeld de tijd nadat de eerste kernreacties in de zon tot stand kwamen ($H \rightarrow He$).

§ 2. De grootheden en hun bepaling

(instrumenten, methoden, overzichten)

Bovenstaande waarden zijn uiteindelijk allen gebaseerd op metingen. Op grond van metingen worden theorieën gevormd, die gebruikt kunnen worden bij de interpretatie van de metingen. Vele van de genoemde waarden zullen mede met behulp van de theorie tot stand zijn gekomen, waarbij vooronderstellingen gemaakt zijn. Absolute zekerheden bestaan niet. Vergelijken bij een wetenschap als de natuurkunde zijn de onzekerheden in de sterrenkunde natuurlijk vrij groot. Betrekkelijk vrij van theoretische interpretatie zijn de waarden die de astrometrie ons levert. Astrometrie en hemelmechanica vormen samen de klassieke astronomie. Deze had zijn bloeitijd eind 18e begin 19e eeuw.

Hulpwetenschap bij de astrometrie is de sferische sterrenkunde. Alvorens ons hiermede bezig te houden, behandelen we eerst (beknopt) de kijker.

I.2.1. Kijkers

Fundamentele instrument van sterrenkunde is kijker.

Lit.: Wanders, blz. 39 e.v.

Minnaert, Standaarddictaat Sterrenstelsel, blz. 26 e.v.
(daar meer lit.)

Doel van de kijkers: 1. Object vergroten.
2. Meer licht opvangen dan oog kan.

De grootste kijkers ter wereld zijn vooral zo groot met het oog op punt 2. Op een gegeven moment stelt de aardse dampkring n.l. een grens aan de mogelijke vergroting. Immers de lucht rond en boven ons is in een voortdurende turbulente beweging, met gevolg dat de beelden sterk gedegradieerd worden. In theorie is het hoekoplossend vermogen van een telescoop recht evenredig met de objectiefdiameter, maar in de praktijk is er weinig of geen winst in oplossend vermogen als de apertuur de 25 cm overschrijdt.

We onderscheiden spiegeltelescopen (reflectoren) en lenzenkijkers (refractoren). Een spiegeltelescoop (reflector) biedt zekere voordelen t.o.v. een lenzenkijker (refractor). Bij grote lenzen treden de volgende problemen op:

De ophanging is zeer lastig; de lens buigt door onder z'n eigen gewicht; de lens wordt dikker als we zijn diameter vergroten: lichtverlies door absorptie in het glas.

De grootste refractor is die van de Yerkes-sterrenwacht (bij Chicago), diam. obj. 40" (inch) = 102 cm (1897). De grens lijkt dus wel bereikt.

a) Refractor

Zie fig. 2.

Principe refractor: objectief vormt van voorwerp een beeld; dit beeld wordt met een loep (oculair) bekeken.

Als de afstand (obj. - oc.) = $F + f$, dan kunnen we waarnemen met ongeaccomodeerd oog.

Kruisdraden zitten vast in de kijker in het brandvlak van het objectief.

Een astrocamera heeft zijn fotografische plaat in het brandvlak van het objectief. Het oculair is dan verwijderd.

Vergroting

$$\text{Hoekvergroting} = \frac{B}{\alpha}$$

Daar bij kleine hoeken: hoek \approx tg hoek (en we hebben haast altijd met kleine hoeken te maken):

$$\text{hoekvergroting} = \frac{F}{f}$$

Lichtsterkte van kijkers

Lichtsterkte voor sterren (puntvormige objecten): hoeveelheid licht die er op de fotografische plaat komt (:) oppervlak objectief (:) D^2 . D is de diameter van het objectief.

Lichtsterkte voor uitgebreide objecten (planeten, nevels enz.): hoeveelheid licht per cm^2 van de fotografische plaat (:) D^2/F^2 .

D/F is de openingsverhouding. Vaak wordt deze opgegeven als bijv. $F/5$; bedoeld wordt $D = F/5$.

Voorbeelden:

Yerkes	40" - refr.	$F/19$
Mt. Wilson	100" - refl.	$F/5$
Mt. Palomar	200" - refl.	$F/3,3$

Lichtsterkte voor lijnvormige objecten (meteoor): D^2/F .

N.B. Geen kijker kan de oppervlakteneelderheid voor visuele waarneming vergroten. Altijd verlies! Daar een kijker het beeld vergroot kan het toch duidelijker worden; dit geldt ook voor z.g. nachtkijkers.

Oplossend vermogen

Zelfs een ideaal objectief geeft geen puntvormig beeld van een puntvormige lichtbron.

Buigingsbeeld: centraal schijfje met ringen er omheen. Zie Fig. 3. Het buigingsbeeld ontstaat door interferentie in het brandvlak van de stralen die van de verschillende punten van het objectief af komen en ontstaat dus t.g.v. de golfeigenschappen van het licht. Voor de lineaire straal van het buigings beeld geldt:

$$\rho = 1,22 \frac{\lambda f}{D}$$

Om de lineaire afstanden in het brandvlak om te rekenen in hoekmaat moet men delen door f :

$$\rho_{\text{rad}} = \rho_{\text{cm}} / f_{\text{cm}}$$

Voor visuele waarnemingen mag men $\lambda = 5500 \text{ \AA}$ stellen.

Het theoretisch oplossend vermogen = straal buigingschijf

$$\rho'' \approx \frac{13''.4}{D_{\text{cm}}} = \frac{5''.2}{D_{\text{inch}}}$$

Het empirisch oplossend vermogen $\approx \frac{11.4''}{D_{\text{cm}}} = \frac{4''.5}{D_{\text{inch}}}$ (Dawes)

Men vindt ook wel eens iets andere waarden voor de constanten in deze formules. Gemakkelijk te onthouden is:

opl. verm. $\approx \frac{\lambda}{D}$ rad. (Laat zien dat deze met $\lambda = 5500 \text{ \AA}$ overeenkomt met de formule van Dawes.)
Door andere oorzaken wordt dit theoretisch oplossend vermogen vaak niet bereikt.

Oorzaken van beeldfouten

1. buiging (hierboven behandeld)
2. chromatische aberratie: de brandpuntsafstand is niet voor alle kleuren dezelfde: beelden krijgen gekleurde randen. Zie Fig. 6b
3. korreligheid van de fotografische plaat
scheidend vermogen fotografische plaat $\approx 20 \mu$
Deze waarde hangt van de plaatsoort en de ontwikkelaar af. I.h.a.: hoe gevoeliger de plaat hoe grover de korrel en hoe slechter het scheidend vermogen. Zeer gevoelige plaat: 30μ .
4. halovorming
oorzaak is verstrooiing van het licht door de emulsie en daarna totale reflectie tegen de achterkant van de plaat. Zie Fig. 4
5. atmosferische effecten
t.g.v. temperatuurverschillen wisselt de brekingsindex in de aard-atmosfeer van plaats tot plaats. Bij een grote telescoop geeft dit een verwaziging van het beeld. Bij een kleine blijft het beeld scherp, maar de luchtbewegingen doen het beeld heen en weer springen: bij fotografie ontstaat dan ook een wazig beeld. Slechts onder extreem gunstige omstandigheden is de diameter van dit "seeing" schijfje $< 0.3''$; $1''$ is al heel behoorlijk!

b) Reflector

Het objectief is nu een holle spiegel.

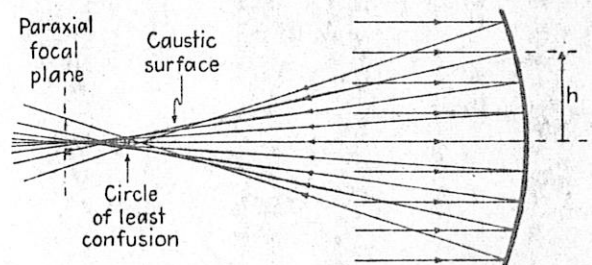
Een probleem is: de waarnemer of de fotografische plaat onderschept licht. Bij grotere kijkers is dit probleem te verwaarlozen.

Oplossingen: { Newton
Cassegrain } -opstellingen. Zie Fig. 5
Coudé

De Cassegrain- en coudéopstelling geven bovendien een grotere effectieve brandpuntsafstand, dus sterkere vergroting.

Sferische spiegels vertonen askring of sferische aberratie: de brandpuntsafstand is voor de buitenste delen kleiner dan voor de centrale delen.

Een parabolische spiegel heeft deze fout niet, maar heeft het bezwaar dat scheef invallende evenwijdige bundels niet meer in één punt worden verenigd (coma). Een parabolische spiegel heeft dus een klein gezichtsveld!



Illustrating the spherical aberration of a concave mirror.
(Jenkins/White)

c) Katadioptrische stelsels

B. Schmidt (1930) en Bouwers en Maksoetov (1941) zijn er in geslaagd het gezichtsveld van de parabolische reflector te vergroten door brekende elementen in te schakelen (katadioptrische stelsels).

1. Schmidtcamera. Zie Fig. 7.

Uitgangspunt: een sferische spiegel en een concentrisch bolvormig beeldvlak (gebogen fotografische plaat) vormen een systeem waarin nauwelijks verschil is tussen de hoofdas en de nevenassen (de plaatn Houder dekt slechts een ander onderdeel van de spiegel af), zodat de z.g. buitenasaberraties klein zijn. Hierdoor is dus een groot veld mogelijk. De sferische aberratie blijft. Intreediafragma vermindert sferische aberratie, die echter bij grote spiegels storend blijft. Schmidt slaagde erin de sferische aberratie te compenseren d.m.v. een eigenaardig gevormde "lens" (4de graadsoppervlak) geplaatst in kromtemiddelpunt, die aan de rand werkt als een negatieve lens en in het centrum als een positieve lens en daardoor worden de brandpunten van de rand- en centrale delen van de spiegel naar elkaar toegebracht. Grote lichtsterkte.

De correctieplaat is zo vlak, dat hij geen kleurschifting geeft. De grootste Schmidt telescoop staat op Mt. Palomar, Big "S" genaamd. Diameter spiegel 72", diameter Schmidtcorrectielens 48". Notatie: 48"/72". $D = F/2,5$.

2. Bouwers-Maksutovstelsel. Zie Fig. 8.

Bouwers en Maksutov hebben onafhankelijk van elkaar gevonden hoe men door, combinatie van sferische oppervlakken (veel gemakkelijker te vervaardigen) ook tot goede resultaten kan komen. De correctieplaat is een meniscus-lens met sterkte ≈ 0 .

d) Opstellingen van telescopen

1. azimutaal (bij kleine kijkers en sommige radioteleskopen)
2. equatoriaal of parallactisch (= parallatisch? = parallel)
 - a. Duitse opstelling: declinatieas aan het einde van de poolas (= uuras)
 - b. Engelse opstelling: poolas rust met beide uiteinden in lagers. Minder doorbuiging maar hemelpool niet waarneembaar.

Er zijn tussenvormen als vorkopstelling, hoefijzeropst. (bij 200 inch-telescoop) enz. Zie Fig. 9

e) Radio-astronomische instrumenten

De meeste electromagnetische straling uit het heelal wordt door de aardatmosfeer gereflecteerd of geabsorbeerd. Er zijn echter twee "vensters" in de atmosfeer:

het optisch venster: 3000 - 15 000 Å

het radio-venster : 1 cm - ruim 20 m

Fig. 10 toont de absorptie door de aardatmosfeer.

De radiotelescoop vormt geen beeld: de hemel wordt afgetast en de intensiteit geregistreerd; daarna kan een radiokaart van de hemel met isofoten gemaakt worden. Zie Fig. 11.

Het scheidend vermogen is als bij optische kijker ca. \sqrt{D} rad. voorbeeld: $\lambda = 21$ cm en $D = 25$ m $0,0084$ rad. $\approx \frac{1}{2}^\circ$ (Dwingeloo)

$\lambda = 5000$ Å = $5 \cdot 10^{-5}$ cm en $D = 0,5$ cm 10^{-4} rad. = $0,3$ (oog).

Een puntvormige radiobron zal met de Dwingeloose telescoop dus worden waargenomen als een wazige vlek met een straal van $\frac{1}{2}^\circ$.

Interferometers (Zie Fig. 12):

Voor opl. verm. van 1' voor $\lambda = 1$ m $\rightarrow D \approx 3$ km; dit is technisch nog niet uitvoerbaar.

Inplaats daarvan 2 spiegels op 3 km afstand; laat signalen interfereren. Op deze manier is groter oplossend vermogen te bereiken.

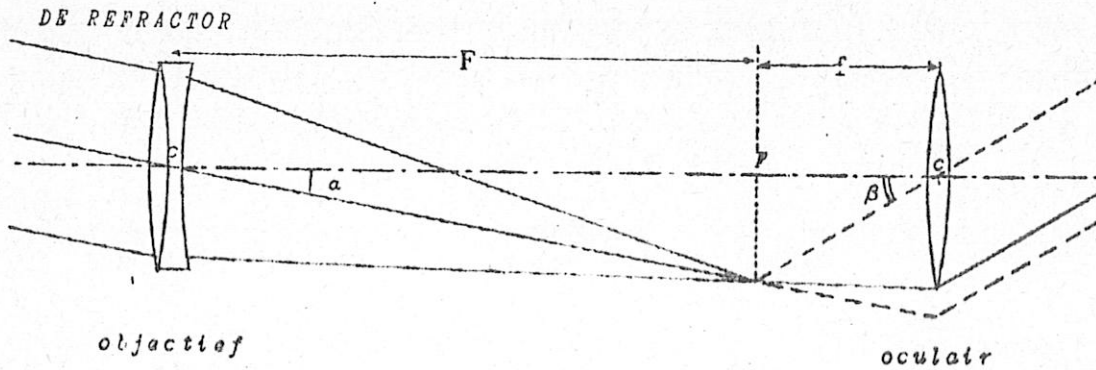


Fig. 2. Principe refractor. (Minnert, Dictaat Sterrenstelsel)

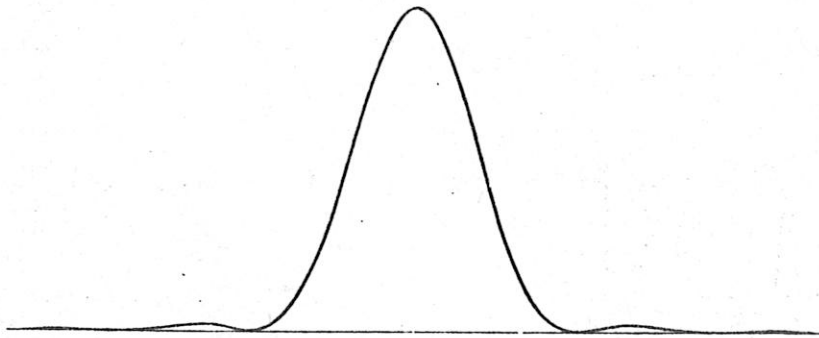


Fig. 3. Intensiteitsverdeling in buigingsbeeld van een puntvormige lichtbron. (Danjon & Couder)

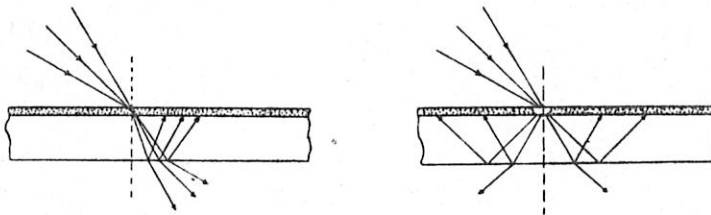
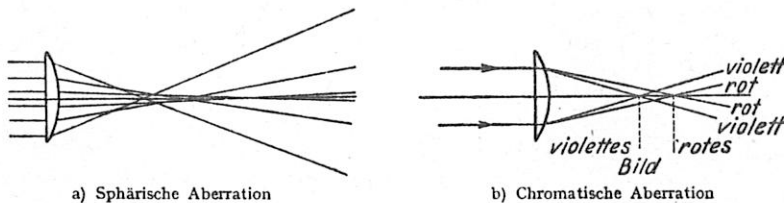


Abb. 18. Entstehung des Reflexionslichthofes. Linkes Bild: Gerichtete Strahlen. Rechtes Bild: Durchstrahlte Schicht als Lichtquelle.

Fig. 4. Halovorming in fotografische plaat. (von Angerer)



a) Sphärische Aberration. Die äußeren Linsenzonen haben eine kleinere Brennweite als die Linsenmitte. Von einem Bündel parallel zur Achse einfallender Strahlen schneiden sich die durch die äußeren Zonen der Linse tretenden in einem der Linse näheren Punkte, als die der Linsenachse nahe einfallenden Strahlen (Abb. 393a).

b) Chromatische Aberration. Der Brechungsindex des Glases ist für die verschiedenen Farben verschieden groß, für Rot am kleinsten, für Violett am größten. Daher schneiden sich die roten Anteile des von einem Gegenstand ausgehenden weißen Lichts in Punkten, die der Linse ferner liegen, als die Schnittpunkte der violetten Anteile (Abb. 393b).

Fig. 6. Sferische en chromatische aberratie. (Westphal)

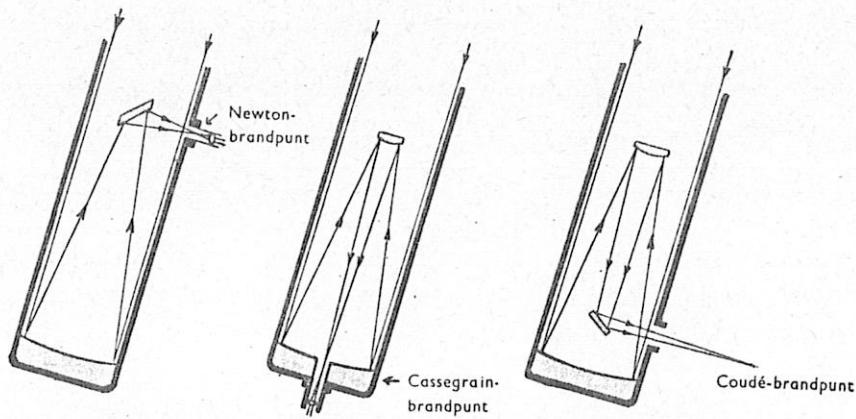


Fig. 34. Drie mogelijkheden van waarneming bij de spiegeltelescoop: a) de opstelling volgens Newton; b) die volgens Cassegrain; c) de coudé-opstelling.

a. De opstelling volgens *Newton*, waarbij een vlakke spiegel onder een hoek van 45° , kort vóór het hoofdbrandpunt aangebracht, het beeld opzij werpt, waarna waarneming door het oculair (of fotografisch) volgt.

b. De opstelling volgens *Cassegrain*. Daarbij plaatst men vóór het hoofdbrandpunt een *bolle* spiegel, die de stralen in de richting van de hoofdspiegel terugkaatst. De bolle cassegrainspiegel maakt de teruggekaatste bundel minder convergerend, dus langer. Daardoor wordt de resulterende brandpuntsafstand aanzienlijk groter. Bij de Hale-telescoop is hij 83 m.

c. Bij de *coudé-opstelling* laat men de lichtstralen, na hun terugkaatsing door een eveneens bolle spiegel, vallen op een vlakke '45°-spiegel', die ze weer opzij werpt. Deze derde spiegel is zodanig geplaatst, dat de lichtbundel daarna z'n weg vervolgen kan door een tunnelopening in de poolas van de telescoop, dus in een *vaste richting*, onafhankelijk van de stand van de kijker. Op die manier kan men het sterlicht onderzoeken met apparaten, die wegens hun soms kolossale afmetingen een vaste opstelling vereisen (bijv. roosterspectrografen).

Spiegelkijkers hebben o.a. de plezierige eigenschap dat ze *achromatisch* zijn (ze vertonen geen kleurschifting). Bovendien laten ze groter afmetingen dan lenzenkijkers toe.

Fig. 5. De meest gebruikte opstellingen van een spiegeltelescoop. (Wanders)

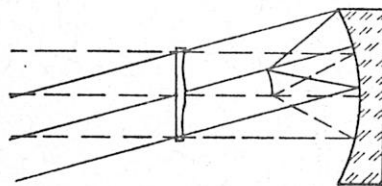


Abb. 17. Der klassische Schmidt-Spiegel. Aus Amateur Telescope Making, Book three S. 359 New York: Scientific American, Inc. 1953.

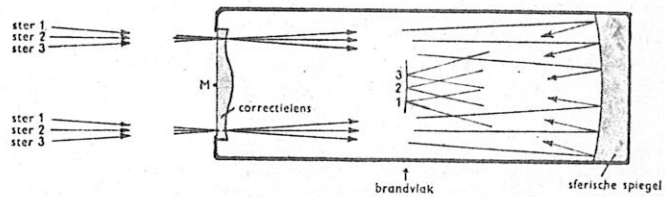


Fig. 35. De schmidtspiegel. Met zijn in het krommingsmiddelpunt van de sferische spiegel aangebrachte correctielens.

De uiterst kleine diktevariaties van deze 'correctielens' zijn in de figuur sterk overdreven, ze bedragen op z'n hoogst enkele honderdsten van een millimeter, waardoor hij op het oog niet van een planparallele plaat te onderscheiden is. De spiegel wordt daardoor eigenlijk in verschillende richtingen tegelijk geparaboliseerd, met als resultaat een zeer groot gezichtsveld van uitmuntende scherpte.

De vermaarde 48-inch-schmidtspiegel op de sterrewacht van Mt Palomar heeft een spiegelmiddellijn van 1,80 m en een correctieplaat van 1,20 m (48 inch). De kijker fotografeert in 12 minuten sterretjes tot de 20e grootteklasse.

Fig. 7. Schmidtcamera. (Roth & Wanders)

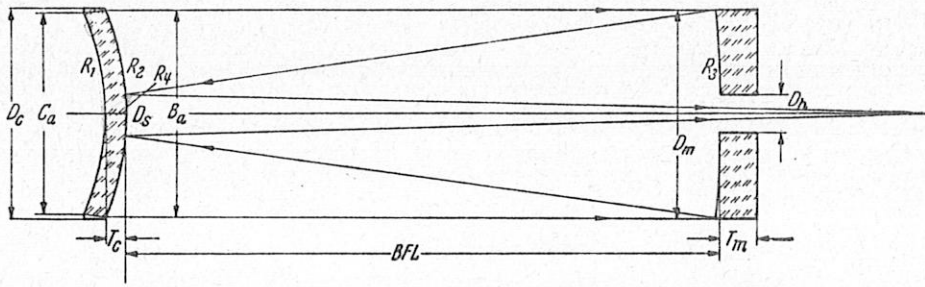


Abb. 18. Das Cassegrain-Maksutov-Teleskop. Aus Sky and Telescope. Vol. VXI, Nr. 5, S. 237, 1957.

Fig. 8. Telescoop gebouwd volgens de principes van Bouwers en Maksoetov. De afgebeelde variant doet denken aan een Cassegrainopstelling. (Roth)

MONTIERUNGEN

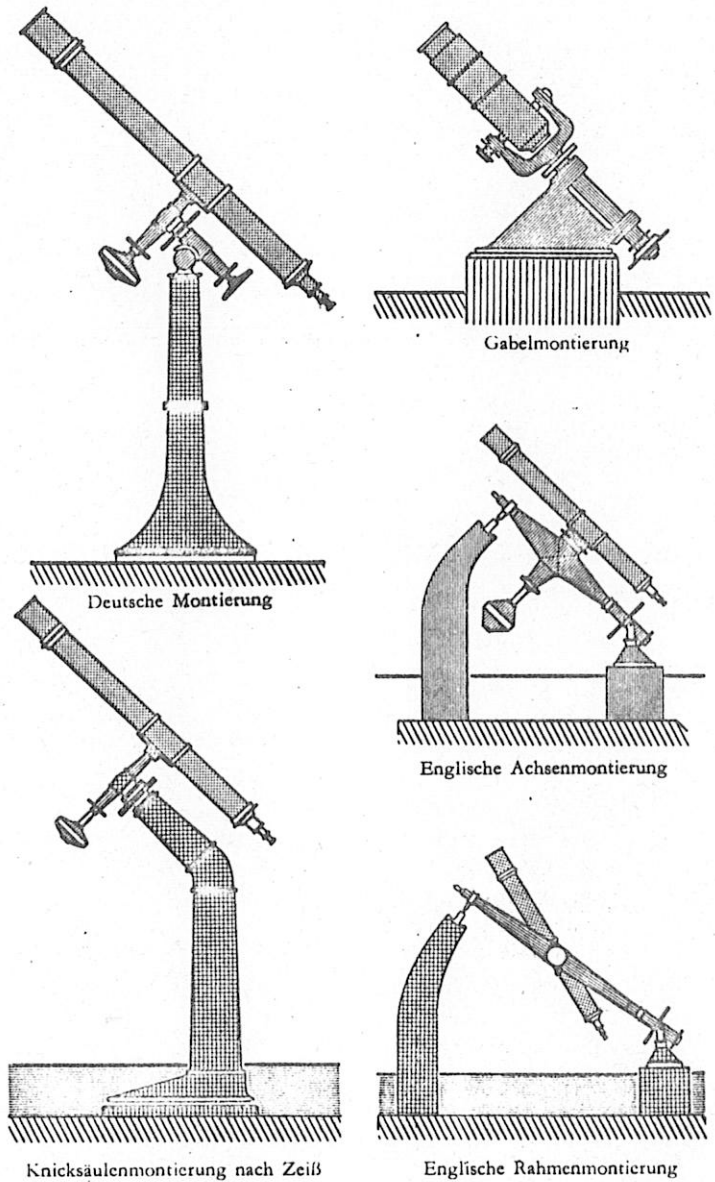
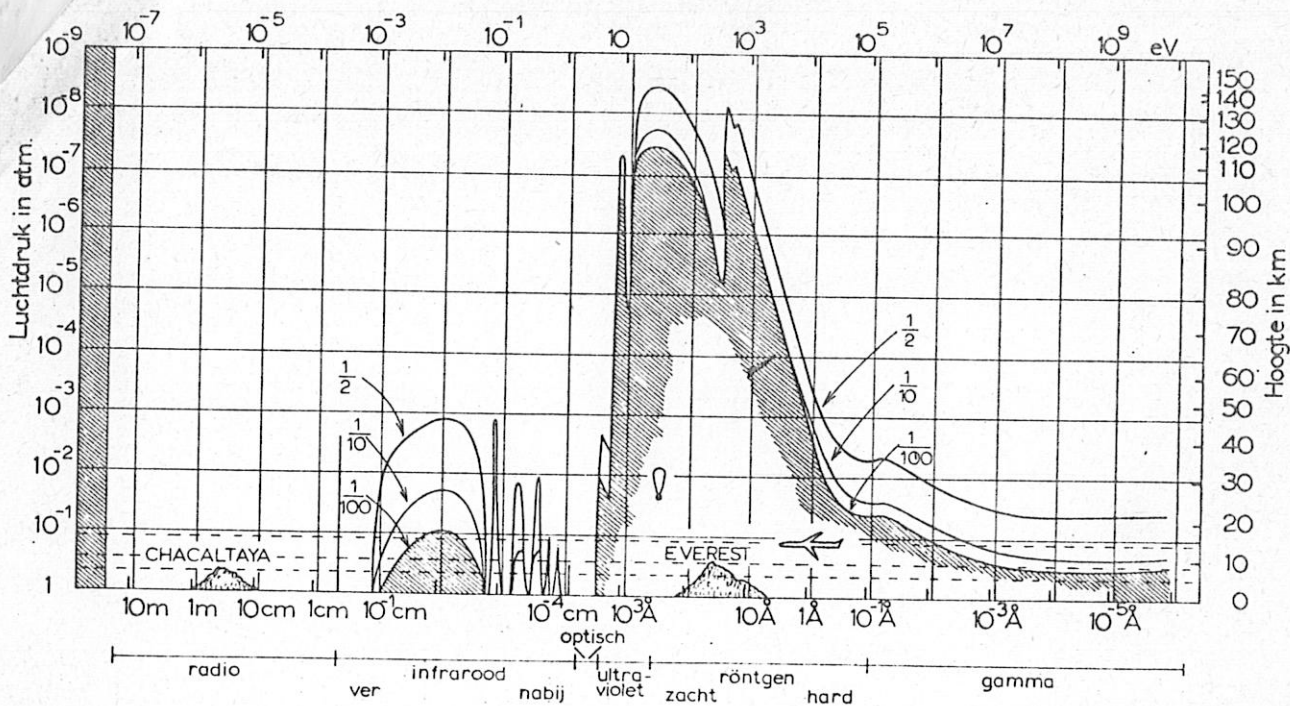


Fig. 9. Kijkermonteringen. (Meyers Handbuch)



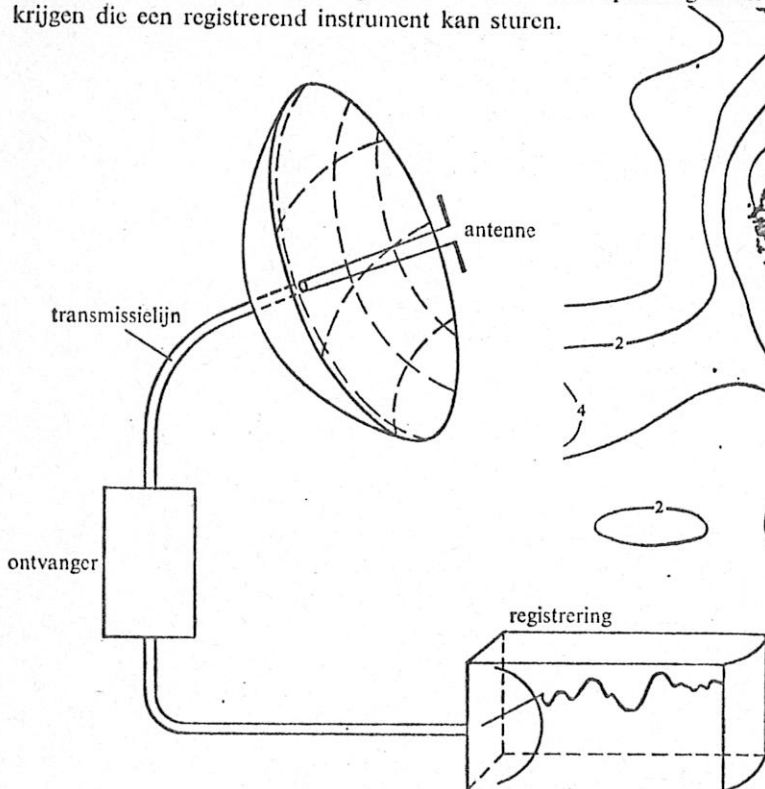
Figuur A

De dampkring verzwakt straling uit verschillende golflengtegebieden zeer verschillend. De getallen 1/2, 1/10 en 1/100 bij de krommen geven aan welk gedeelte

van loodrecht invallende straling op de bijbehorende hoogte (rechts) overblijft. Hieruit is gemakkelijk te zien hoe hoog men waarnemingsinstrumenten moet brengen.

Fig. 10. Absorptie door aardse dampkring. (Sterrengids 1971)

Radiostraling wordt in principe ontvangen als aangegeven in afb. 62. Via een transmissielijn wordt de door een antenne opgevangen radiostraling toegevoerd aan de ontvanger. In de ontvanger wordt het aangeboden signaal zoveel versterkt als nodig is om een elektrische spanning te verkrijgen die een registrerend instrument kan sturen.



Afb. 62

Fig. 11a. Principe radiotelescoop. (Sterrenkunde I)

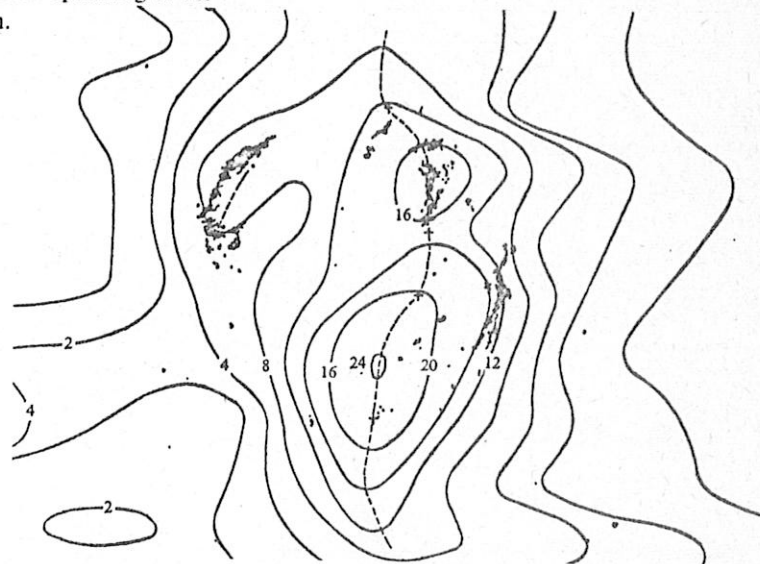


Fig. 11b. Radiokaart van de omgeving van de nevels in de Zwaan. (Sterrenkunde IV)

INTERFEROMETER
 Scientific Am. Febr. '72
 Kellerman

Bij grote basislengten (vele kilometers) zijn er twee mogelijkheden om lange kabels te vermijden:

1. draadloze verbinding
2. signalen afzonderlijk op magneetvond registreren en later laten interfereren; dit kan alleen als men met behulp van zeer nauwkeurige atoomklokken ook tijdsignalen op de band vastlegt.

Bij basislengten van duizenden kilometers spreekt men van VLB-interferometrie (very long baseline). Dan is eigenlijk alleen maar de tweede van de twee bovengenoemde mogelijkheden te gebruiken. Men kan zo bestaande, over de aardbol verspreid staande radiotelescopen combineren tot een interferometer. Enige jaren geleden werkten bij een dergelijk experiment radiotelescopen in de V.S. en in Zweden samen. Men verkreeg op die manier een basislengte van 43 miljoen golflengten en dus een oplossend vermogen van ca. 0,002 (veel beter dan wat optisch bereikt is!).

Twee of meer langs een rechte lijn geplaatste spiegels geven een oplossend vermogen in één dimensie op de hemelbol. Spreidt men de spiegels tweedimensionaal (kruis, T, cirkel enz.) dan krijgt men aan de hemel ook een oplossing in twee dimensies!

In Culgoora, Australië, staan 96 spiegels met $D = 13$ meter langs een cirkel met een diameter van 3 km; bij een frequentie van 80 MHz geeft dat een oplossend vermogen van 3". (Klopt dat?)

De in 1970 in gebruik genomen radiotelescoop in Westerbork bestaat uit 12 spiegels, elk met een diameter van 25 meter, opgesteld langs een oost-westlijn van maximaal 1600 meter lengte. Wanneer we hiermee zes uur achtereen een object waarnemen, dan is deze t.g.v. de aardrotatie 90° van richting veranderd en krijgen we toch een oplossend vermogen in twee richtingen. Oplossend vermogen ca. 1" per cm golflengte. Zie: Nat. & Techn. 38, Nr. 6 (1970) Verwerking van de waarnemingsresultaten van tweedimensionale interferometers in computers geeft een "radiobeeld" van de hemel (apertuursynthese).

f) Andere kijkers

Voor de diverse soorten stralingen die we tegenwoordig van de hemellichamen kunnen waarnemen moeten we aangepaste "kijkers" construeren. D.m.v. raketten kunnen we instrumenten boven de dampkring brengen en stralingen waarnemen die het aardoppervlak niet kunnen bereiken. De zich in aanbouw bevindende ANS (Astronomische Nederlandse Satelliet) zal instrumenten hebben zowel voor waarnemingen van ultraviolette als van röntgenstraling. Andere voorbeelden van astronomische satellieten zijn de sinds 7 december 1968 functionerende OAO II (Orbiting Astronomical Observatory) en de OSO-serie (Orbiting Solar Observatory).

Niet alleen electromagnetische straling bereikt ons vanuit de ruimte, maar ook een grote hoeveelheid deeltjes: voornamelijk neutrino's, elektronen en protonen, maar ook alfadeeltjes en zwaardere kernen (de laatste bijv. vinden we in de kosmische straling, zelfs transuranen). Afhankelijk van de energieën de elektrische lading van de deeltjes heeft men verschillende soorten collectoren ontworpen waarvan sommige op aarde, andere slechts boven de dampkring werken.

Vaak zal men bij het waarnemen van bovengenoemde stralingen geen beeld van het waarnemingsobject kunnen maken, maar genoeg moeten nemen met het meten van alleen maar de hoeveelheid straling.

I.2.2. Sferische sterrenkunde

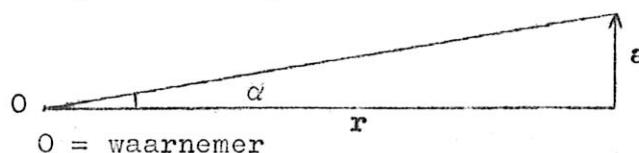
- Lit.: Fr. Becker, Einführung in die Astronomie I (1960), S1-2
 J. van der Bilt, Sferische sterrenkunde (1944), S4-21
 W.M. Smart, Spherical astronomy (1962), S4-9
 W. Chauvenet, A manual of spherical and practical astronomy I & II (1891), S4-2

De astronomie houdt zich bezig met het meten van richtingen en tijden. De sferische sterrenkunde is het wiskundige apparaat dat ons in staat stelt deze metingen te interpreteren in hun ruimtelijke betekenis.

De nemelbol (of sfeer) is een denkbeeldige bol met de waarnemer in het middelpunt. Een ster wordt afgebeeld in het punt waar de verbindingslijn waarnemer-ster de nemelbol snijdt. Het heeft geen zin om (wat vaak gebeurt) aan te nemen dat de straal van de nemelbol zeer of zelfs oneindig groot is. De straal is willekeurig en kan men desgewenst gelijk aan 1 stellen. Bij de introductie van het begrip nemelbol wordt vaak aangeknoopt bij het feit dat men inderdaad als men buiten naar de sterrenhemel kijkt de indruk krijgt dat er sprake is van een soort hemelgewelf. Dit is echter psychologisch, evenals het feit dat dit hemelgewelf afgeplat is, en van geen wezenlijke betekenis voor het begrip nemelbol waar de sferische sterrenkunde zich van bedient.

a) Schijnbare en ware afmetingen

De afmeting die men van een hemellichaam direct kan meten is de schijnbare afmeting, die men dus moet opgeven in hoekmaat. Om deze schijnbare afmeting om te zetten in de ware moet men de afstand van het object kennen.



$$a = r \cdot \text{tg } \alpha$$

In de meeste gevallen is α zo klein dat men mag schrijven:

$$\text{tg } \alpha = \alpha_{\text{rad}} = \alpha_{\text{boogsec}} / 206265$$

$$1 \text{ rad} = 206265'' \approx 3400' \approx 57^\circ$$

Voor snelle schattingen rekene men met $200000''/\text{rad}$. Als de afstand niet bekend is heeft men dus:

$$a/r = \text{tg } \alpha \approx \alpha_{\text{boogsec}} / 200000$$

De schijnbare afmetingen geven dus een idee over de vulling van de ruimte!

grootste planeetdiam. (Jupiter)	1'
grootste sterdiam. (Beteldjuza)	0,05
diam. Andromedanevel	100' \approx 3 x V.M.
diam. Virgocluster	(centrale gebied) 12°

(Uit de gebruikte eenheden volgt dat hier schijnbare diameters zijn bedoeld.)

De Virgocluster staat dus "maar" ca. 5 x zijn eigen diameter van ons verwijderd.

Sferische sterrenkunde

- Lit.: Fr. Becker, Einführung in die Astronomie I (1960), S1 - 2
J. van der Bilt, Sferische sterrenkunde (Sterrenwacht)
W.M. Smart, Spherical astronomy, S4 - 9
W. Chauvenet, A manual of spherical and practical astronomy (1891),
S4 - 2, I en II

Men zou kunnen definieren:

sferische sterrenkunde is het wiskundige apparaat dat ons in staat stelt de waarnemingen van richtingen en bewegingen aan de hemelbol te interpreteren in hun ruimtelijke betekenis.

sfeer = hemelbol, abstractie, straal willekeurig (oneindig of zeer groot overbodige veronderstelling, desgewenst kan men straal = 1 stellen), waarnemer in centrum.

sferische sterrenkunde houdt zich bezig met de projecties vanuit het middelpunt van de hemellichamen op de hemelbol; punt op de hemelbol representeert een richting vanuit de waarnemer.

Hemelbol is zeer eenvoudig heelalmodel.

Coördinatenstelsels

1. hoogte - azimuth (rustend t.o.v. waarnemer)

zenit, nadir, horizon

hoogte h , zenitsafstand $\zeta = 90^\circ - h$

azimut: SWNX

verticaalcirkels: cirkels door zenit en nadir

meridiaan: cirkel SZN

1ste verticaal: cirkel EZW

2. declinatie - uurhoek (rustend t.o.v. waarnemer)

noordelijke hemelpool, zuidelijke hemelpool, equator

declinatie δ

uurhoek t : meten vanaf S' in richting W; uurhoek wordt gemeten in uren, minuten en seconden; $24 \text{ uur} = 360^\circ$; notatie $12^{\text{h}} 13^{\text{m}} 14.3^{\text{s}}$)

N is de projectie van P op de horizon

poolshoogte = geografische breedte

uurcirkel = declinatiecirkel: cirkel door polen

declinatieparallel

equator snijdt horizon in E en W (volgt uit voorgaande)

dagelijkse beweging in richting ES'W langs declinatieparallel

culminatie: als hemellichamen in meridiaan

bovenste en onderste culminatie

3. declinatie - rechte klimming (rustend t.o.v. sterrenhemel)

ecliptica: jaarlijkse baan van de zon tussen de sterren.

punt Ram, Aries, lentepunt, (Eng.) first point of Aries,

γ (géén gamma); lenteequinoctium

declinatie δ

rechte klimming α : meten vanaf γ in richting S'E net als uurhoek meten in tijdmaat, maar dus in tegengestelde richting

Δ = ascensio recta, (Eng. right ascension)

sterretijd θ : uurhoek van γ (S.T.)

$$\alpha + t = \theta$$

4. lengte - breedte (rustend t.o.v. sterrenhemel, geschikt voor bestudering planeten beweging)

breedte β

lengte λ : meten vanaf γ in graden enz. (niet in uren) in dezelfde zin als α .

K: pool ecliptica

KP = hoek tussen equatorvlak en eclipticavlak = $\epsilon = \text{ca. } 23\frac{1}{2}^{\circ}$

5. galactische coördinaten (galaxis = melkweg)

gal. lengte (l) en breedte (b), galactische equator (= grote cirkel evenwijdig hartlijn Melkweg) galactische pool (in Coma Berenices,

$\alpha = 12^{\text{h}}49^{\text{m}}$, $\delta = 27^{\circ}24'$ (1950))

oude coördinaten l_{I} , b_{I} (l_{I} gerekend vanaf snijpunt equator en gal. eq.)

nieuwe coördinaten l_{II} , b_{II} (l_{II} gerekend vanaf richting naar centrum Melkwegstelsel)

Tijdsbegrip

hier geen filosofische beschouwing

meting door gebruik te maken van een zich herhalend verschijnsel: zandloper, polsslag, zonsbeweging, slinger, trilling stemvork, trilling kristal, atomaire trillingen.

Verschijnsel moet zuiver periodiek verlopen, maar de vraag is hoe men dat kan beoordelen. Intuïtie en ervaring zullen bij de keuze wel een rol hebben gespeeld.

De rotatie van de aarde heeft men tot betrekkelijk kort geleden als volkomen uniform verlopend beschouwd. Hierop is de sterretijd gebaseerd.

Sterretijd

De rotatie van de aarde weerspiegelt zich in de dagelijkse beweging van de sterren, i.h.b. geeft de verandering van de uurhoek van een ster precies de rotatie van de aarde om zijn as weer. Bedenk dat de uurhoek de hoek is tussen het vlak van de uircirkel van de ster en het vlak van de meridiaan van de waarnemer; het eerste is het vlak door ster en aardas, het tweede door de waarnemer en de aardas. Men kan de uurhoek dus ook representeren door bepaalde hoeken en bogen op de aardbol, dan ziet men heel duidelijk dat de rotatie van de aarde over een bepaalde hoek de uurhoek van een ster (en dus van alle sterren) met die hoek doet toenemen.

Om de sterretijd te definiëren zou men een bepaalde ster kunnen uitkiezen; men heeft geen ster, maar γ genomen:

$$\text{S.T.} = \theta = t_{\gamma}$$

Eenvoudig is in te zien (hoe?) dat als we twee waarnemers met geografische lengten $l_1 - l_2$ hebben geldt:

$$\theta_1 - \theta_2 = l_1 - l_2$$

Deze relatie geldt algemeen, dus niet alleen voor de sterretijd, maar ook voor zonnetijd enz.

Door precessie en nutatie (zie later) verandert γ van plaats. Gebruikt men de precieze plaats van γ dan heeft men de ware (Eng. apparent) sterretijd die onregelmatig verloopt; neemt men de gemiddelde positie van γ (nutatie verwaarloosd) dan heeft men de mid-
delbare (mean) sterretijd.

Zonnetijd

Hier ook ware zonnetijd (W.Z.T. of W.T.) en middelbare zonnetijd (M.Z.T. of M.T.)

Zonnewijzer wijst W.Z.T. aan

Definitie:

$$W.Z.T. = t_{W.Z.} \pm 12^h$$

Daar: $t_{W.Z.} = \theta - \alpha_{W.Z.}$

hebben we $W.Z.T. = S.T. \pm 12^h - \alpha_{W.Z.}$

Daar $\alpha_{W.Z.}$ met de tijd toeneemt raakt W.Z.T. steeds meer achter op S.T. (in één jaar 24^h ; kan ook direct ingezien worden: in een jaar gaan $365\frac{1}{4}$ zonedagen en $366\frac{1}{4}$ sterredagen).

$\alpha_{W.Z.}$ neemt niet regelmatig met de tijd toe omdat:

- 1°. De Zon niet langs de equator, maar langs de ecliptica loopt
- 2°. De Zon niet met constante snelheid door de ecliptica loopt (aarde beweegt in een ellipsbaan om de Zon).

De middelbare (zonne)tijd is gebaseerd op een fictieve middelbare zon die met een constante snelheid de equator doorloopt (Newcomb 1898)

$$M.T. = t_{M.Z.} \pm 12^h$$

Tijdsvereffening = M.T. - W.Z.T. (soms ook gedefinieerd als $W.Z.T. - M.T.$)

$$\text{tdv.} = M.T. - W.Z.T. = \alpha_{W.Z.} - \alpha_{M.Z.}$$

Beziet men de grafiek van het verloop van de tijdsvereffening in de loop van het jaar dan vindt men duidelijk beide oorzaken van het onregelmatig verlopen van $\alpha_{W.Z.}$ daarin terug. Het verloop kan men in eerste benadering beschouwen als te zijn samengesteld uit een sinusvormig verloop met een periode van een $\frac{1}{2}$ jaar en een met een periode van 1 jaar.

Opvallend is de snelle toename van de tijdsvereffening in december en januari. Dit is de oorzaak van het opvallende 's avonds langer licht blijven reeds in januari.

M.T., W.T. (en S.T. ook) hangen van de geografische lengte af. Men spreekt van de plaatselijke M.T. enz.

G.M.T. = Greenwich M.T. is de wetenschappelijke tijd waarvan men zich overal bedient. Deze wordt daarom Wereldtijd (U.T. = Universal Time) genoemd.

N.B. Vóór 1 jan. 1925 liet men de dag 's middags 12^h beginnen, daarna 's nachts 12^h . Oppassen dus met oude tijdsopgaven! Bij de Juliaanse dagtelling heeft men de oude gewoonte aangehouden.

Daar het ook in het dagelijkse leven lastig zou zijn als iedere plaats zijn eigen tijd zou hebben, gebruiken grote gebieden dezelfde tijd, zonetijd of standaardtijd, die meestal zo gekozen is dat hij een geheel aantal uren met de U.T. verschilt.

- W.E.T. = West-Europese Tijd = U.T.
- M.E.T. = Midden-Europese Tijd = U.T. + 1^h
- Nederland gebruikt thans M.E.T.

U.T. is dus gebaseerd op de rotatie van de aarde. De rotatiesnelheid van de aarde blijkt niet constant te zijn. Daarom is de Efemeridetijd (E.T.) gebaseerd op de beweging van de maan en de planeten. Thans E.T. - U.T. $\approx 37^s$.

De efemerideseconde is gedefinieerd als een bepaalde fractie van de duur van het tropische jaar op 0 jan. 1900. 12^h E.T.

Het tropische jaar is de tijd die de zon nodig heeft om de ecliptica éénmaal te doorlopen (van γ tot γ). De lengte van het tropische jaar verandert met ca. $\frac{1}{2}$ sec. per eeuw; hij is gelijk aan:

$$365^d \ 05^h \ 46^s.0 - 0^s.530 \ T \ (\text{Newcomb } 1895)$$

(T is het aantal eeuwen verstreken sedert 1900)

De E.T. is de onafhankelijk veranderlijke van de baanbewegingen van de maan en planeten en wordt bepaald door de waargenomen posities (i.h.b. de lengten) te vergelijken met de berekende. Daar de beweging van de maan zeer snel is, is deze heel geschikt voor de bepaling van de E.T. Men meet de positie van de maan t.o.v. de sterren.

Atoomtijd

In oktober 1967, tijdens de 13de "Conférence Générale des Poids et Mesures", is seconde atoomtijd aangenomen als de fundamentele tijd-eenheid van het internationale eenhedenstelsel. Deze "atoomsec." is gedefinieerd als 9192631770 perioden van de straling die door het caesiumatoom 133 wordt uitgezonden bij een overgang van het bovenste naar het onderste van de beide hyperfijnstructuurniveaus van de grondtoestand. Bij de stand van de meettechniek op dat moment waren de atoomseconde en de efemerideseconde aan elkaar gelijk. De astronomen blijven zich (voorlopig?) van de efemerideseconde bedienen; deze maakt deel uit van het systeem van astronomische constanten van de Internationale Astronomische Unie (I.A.U.).

Precessie

Ontdekt in 127 v. Chr. door Hipparchus; hij vergeleek zijn waarnemingen met die uit 284 v. Chr. van Aristyllus en Timocharis en vond dat de lengten van de sterren met 2° waren toegenomen, maar dat de breedten niet veranderd waren.

Als breedten niet veranderen, dan veranderen afstanden
tot pool van de ecliptica dus niet, dus de pool van de ecliptica heeft een vaste plaats tussen de sterren.

De ecliptica zelf verandert dus ook niet.

Daar de lengten van de sterren in gelijke mate toenemen, verandert het nulpunt dus van plaats; γ loopt terug met $50''$ per jaar (moderne waarde).

γ is snijpunt (knoop) van ecliptica en hemelequator; hemelequator verandert dus van ligging en ook hemelpool.

Waarnemingen leren: $c = \text{constant}$

Hemelpool beschrijft dus cirkel om pool ecliptica; 1 x rond in $\frac{360^\circ}{50''}$
jaar = 26000 jaar.

Vroeger werd aan deze periode "apokatastasis" wel een mystieke betekenis toegekend: het voltooiën van één precessieperiode zou het einde der wereld betekenen!)

Door precessie γ (punt Ram) niet meer in sterrenbeeld Ram, maar in Vissen (29° sedert Hipparchus).

Pool nadert tot Poolster; nu afstand $53'$ - in 2100 $\frac{1}{2}^\circ$; over 12000 jaar Wega poolster, afstand 5° .

Ander direct waarneembaar effect van precessie: wat nu zomersterrenbeeld is, is over 13000 jaar wintersterrenbeeld enz.

Verklaring: aardas beschrijft een kegelmantel, zoals ook de as doet van een schuin staande tol.

Aarde afgeplat: a.h.w. extra ring materie om equator; getijdekrachten van maan en zon grijpen hier op aan en willen aardas "recht zetten", hierdoor ontstaat precessiebeweging tegengesteld aan de rotatiezin van de aarde.

(Voor getijden, zie V. 3.2.3.)

Nutatie

Bradley ontdekt in 1750 schommelingen van de ster coördinaten van enkele"; de ware pool beschrijft een ellipsje om de gemiddelde pool in 18,6 jaar.

Equinoctium, epoche

Door precessie en nutatie verandert het coördinatenstelsel t.o. waarvan α en δ (en ook l en b) worden opgegeven; men moet dus vermelden voor welk tijdstip het coördinatenstelsel is genomen. Men spreekt dan bijv. van het gemiddelde equinoctium van 1950,0; het woord "gemiddelde" betekent, dat de invloed van de nutatie verwaarloosd is. Men kan van een hemellichaam de positie voor bijv. 13 juli 1970 opgeven t.o. van het coördinatenstelsel van 1950,0; 13 juli 1970 is dan de epoche.

Aberratie

Ontdekt door Bradley in 1725, T.g.v. eindige lichtsnelheid ondergaat licht van een ster bij bewegende waarnemer een schijnbare richtingsverandering over een hoek $\frac{v}{c} \sin \theta$ naar de bewegingsrichting toe.

1. jaarlijkse aberr. t.g.v. revolutie aarde
2. dagelijkse aberr. t.g.v. rotatie aarde (gering, hangt van geografische breedte af)

Verwant is het verschijnsel, dat bij een bewegend hemellichaam de plaats daarvan aan de hemel zich gewijzigd heeft gedurende de tijd, dat het licht onderweg was.

Meridiaankijker

Dit is fundamenteel instrument om sterposities α en δ te meten. Het bestaat uit een kijker die slechts om één as, n.l. een horizontale oost-westas, draaibaar is. Men kan er dus alleen de onmiddellijke omgeving van de hemelmeridiaan mee observeren. Meting van de hoogte d.m.v. verdeelde cirkel.

De meridiaankijker wordt in combinatie met een sterretijd klok gebruikt. Men meet de doorgangstijden van de sterren door de meridiaan. Verschil tussen de doorgangstijden van twee sterren geeft $\Delta \alpha$ d.m.v. waarnemingen aan de zon kan men het lentepunt vinden, d.w.z. het moment dat het lentepunt de meridiaan passeert; dan kan men van sterren ook α bepalen.

Als de poolhoogte φ bekend is, kan men δ uit de culminatiehoogte van een ster halen. Bijv. geldt voor een ster die ten zuiden van het zenit culmineert:

$$h = 90 - \varphi + \delta$$

φ kan men bepalen d.m.v. een circumpolaire ster. Als bijv. beide culminaties ten noorden van de meridiaan plaatsvinden heeft men:

$$h_1 = \varphi + 90 - \delta$$

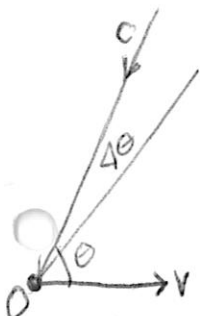
$$h_2 = \varphi - 90 + \delta$$

Hieruit volgt:

$$\varphi = (h_1 + h_2)/2$$

Het fascinerende van het meridiaancirkelwerk is, dat men volkomen onafhankelijk van anderen werkt; alle benodigde grootheden bepaalt men zelf.

Op verschillende sterrenwachten worden onafhankelijk van elkaar sterposities bepaald, die bijv. in stercatalogi gepubliceerd worden.



$$\frac{\sin \Delta \theta}{\sin(\theta + \Delta \theta)} = \frac{vt}{ct}$$

$$\sin \Delta \theta = \frac{vt}{ct} \sin(\theta + \Delta \theta)$$

$$\Delta \theta = \frac{v}{c} \sin \theta$$

Door combinatie van dergelijke waarnemingscatalogi ontstaat een fundamentele catalogus van posities en eigenbewegingen. Het Astronomische Recheninstituut te Heidelberg publiceerde in 1963 de KF⁴, waarvan de nauwkeurigheid van de α 's ca. $0^s,002$ en van de δ 's ca. $0',02$ bedraagt (1535 sterren).

De bewegingen van de sterren bepaalt men door de posities zoals die in verschillende jaren gemeten zijn met elkaar te vergelijken. D.m.v. hemelfotografie kan men de posities van andere sterren bepalen t.o.v. de fundamentele sterren. De zo bepaalde posities zijn niet zo nauwkeurig als die van de fundamentele sterren, maar fotogr. meth. werkt zéér veel sneller. Op die manier zijn van vele duizenden sterren posities en eigenbewegingen bepaald.

Ruimtelijke beweging van een ster heeft 2 componenten:

1. Component loodrecht op gezichtslijn (dus beweging langs hemelbol): eigenbeweging. Deze wordt uitgedrukt in boogsec. per jaar. Omrekening in km/sec alleen mogelijk als afstand bekend is. Grootst bekende a.b. is die van de ster van Barnard: $10''$ /jaar.
2. Component langs gezichtslijn (dus beweging loodrecht hemelbol): radiale snelheid. Deze wordt door Dopplereffect direct (onafhankelijk van de afstand) in ware grootte gemeten, wordt uitgedrukt in km/sec, pos. van aarde af, neg. naar aarde toe

Apex en antapex

Zowel in de eigenbewegingen als in de radiale snelheden zit een systematiek wat betreft de verdeling van de waarden over de hemelbol. Wordt veroorzaakt door beweging van de zon t.o.v. de sterren met snelheid van 20 km/sec (= 4,2 a.e./jaar) in richting van punt met $\alpha \approx 18^h$, $\delta \approx 30^\circ$ (in Hercules of Lier niet ver van Wega).

Dat punt heet apex, tegenovergestelde richting correspondeert met antapex op hemelbol.

Afstandsbepaling d.m.v. parallax (= verschilzicht)

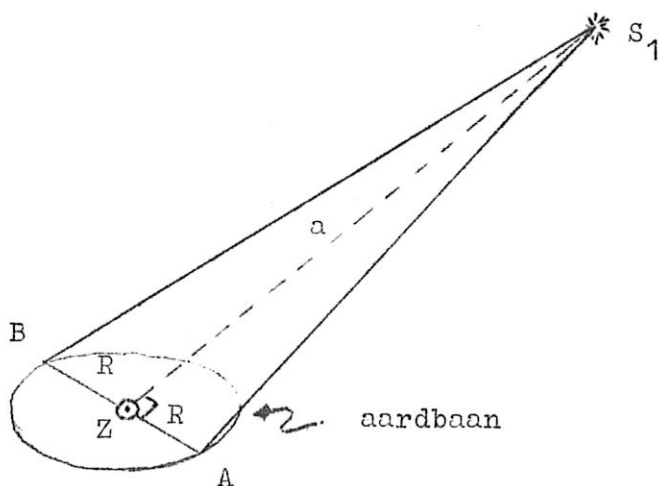
Richting van object hangt van plaats waarnemer af; als de plaats van de waarnemer periodiek verandert verandert richting object ook periodiek. Het effect is voor nabije objecten groter dan voor ver verwijderde. "Nabije" objecten schommelen heen en weer t.o.v. de achtergrondsterren.

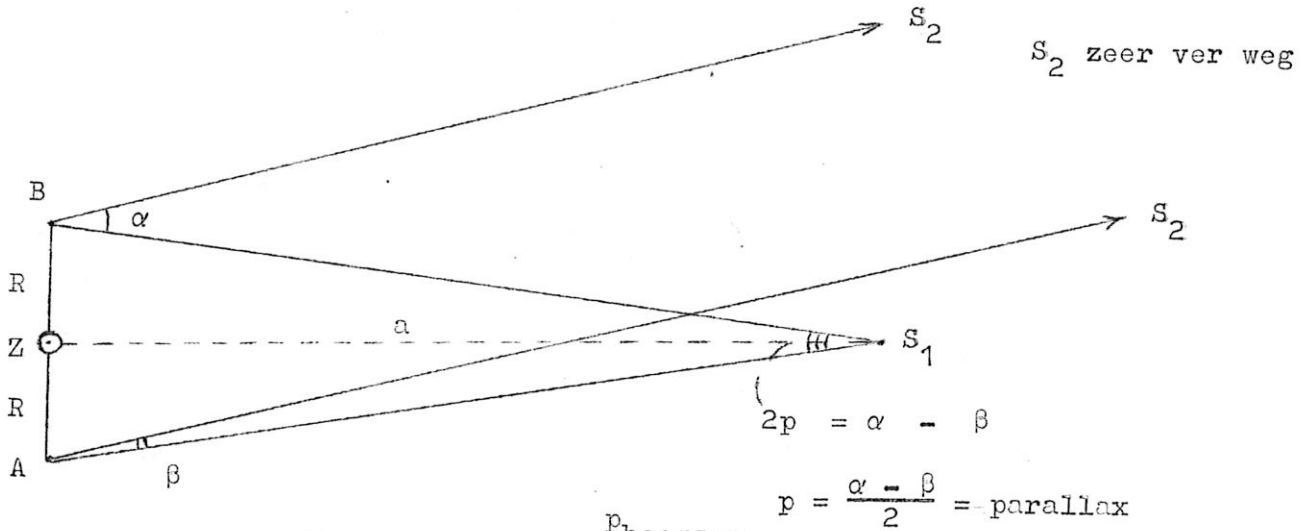
1. jaarlijkse parallax t.g.v. beweging van aarde om zon
2. dagelijkse parallax t.g.v. rotatie van de aarde

1. Jaarlijkse parallax

I.v.m. afstandsbepaling van sterren.

AB is die middellijn van aardbaan, die loodrecht staat op de richting $Z(\text{on})S_1$. Om het halve jaar bevindt de aarde zich in A en B.





$$\frac{R}{a} = \operatorname{tg} p = p_{\text{rad}} = \frac{p_{\text{boogsec}}}{206265}$$

$$a = 206265 \frac{R}{p_{\text{boogsec}}}$$

Als $p = 1''$, dan $a = 206265 R = 206265 \text{ a.e.}$; deze afstand is per definitie de parsec (parallaxseconde).

$$1 \text{ parsec (pc)} = 206265 \text{ a.e.}$$

$$a_{\text{pc}} = \frac{1}{p_{\text{boogsec}}}$$

Deze trigonometrische parallaxen kan men met nauwkeurigheid van $0,01''$ bepalen; methode werkt dus tot afstanden van ca. 100 pc.

2. Dagelijkse parallax

I.v.m. afstanden binnen het planetenstelsel

Parallax van hemellichaam is hoek waaronder men vanuit dat hemellichaam straal van de aarde zou zien

$$p_{\text{Zon}} = 8,80''$$

$$p_{\text{Maan}} \approx 3400'' \approx 1^\circ$$

3. Gemiddelde parallaxen = seculaire parallaxen.

Een groter basis voor afstandsbevestigingen dan bij de jaarlijkse parallaxen ontstaat door de beweging van de zon t.o.v. de sterren. De beweging van de ster zelf gooit roet in het eten. Daarom is de methode alleen te gebruiken voor de bepaling van de gemiddelde parallax van een groep sterren die als groep geen systematische beweging vertoont.

I.2.2. Astrofysica

Als we natuurkunde toepassen op kosmische verschijnselen, dan spreken we van astrofysica; dat is strikt genomen alle astronomie behalve de astrometrie, maar hemelmechanica (mechanica toegepast op hemellichamen), afstandsbepalingen, bewegingen in de ruimte, ruimtelijke verdeling van de objecten e.d. worden niet bij astrofysica gerekend. Astrofysica onderzoekt i.h.b.: toestand materie en straling en fysische processen.

Toestand materie

samenstelling: elementen, moleculen; abundantie (abundance) van element t.o.v. waterstof:

$$N_{\text{element}}/N_{\text{H}}; \text{ meestal geeft men } \boxed{\log (N_{\text{elem.}}/N_{\text{H}}) + 12}$$

temperatuur: T uitgedrukt in K; $T \text{ (K)} = t \text{ (}^\circ\text{C)} + 273,155$

dichtheid: $\rho \text{ (kg m}^{-3}\text{)} = 10^3 \times \rho \text{ (g cm}^{-3}\text{)}$; astronomen werken meestal in cgs - eenheden!

druk: $p \text{ (Nm}^{-2}\text{)} = 10 \text{ (dyn cm}^{-2}\text{)}$

toestandvergelijking: de relatie tussen T, ρ en p voor materie van gegeven samenstelling. Voor een ideaal gas (moleculen zo klein, dat wisselwerking verwaarloosbaar):

$$p = \rho \frac{RT}{\mu}$$

(gasconstante $R = 8,314 \times 10^7 \text{ erg K}^{-1} \text{ mol}^{-1}$; μ is het gemiddelde moleculaire gewicht, bijv. voor H_2 , H en geïoniseerd H is μ resp. = 2, 1 en $\frac{1}{2}$)
Voor ontaarde materie (inwendige van witte dwergen) speelt T in toestandvergelijking geen rol meer:

$$p = f(\rho, \mu).$$

Impulsars (neutronensterren) wéér andere toestandverg.

Aanslag: in H-atoom kan electron in verschillende energietoestanden voorkomen (in Bohrse model: in verschillende banen om de kern lopen). (Wanders, Hfdst. 10, pag. 104.)

----- } ionisatie
----- } aangeslagen
----- } toestanden

De toestand met de geringste energie is de grondtoestand; de anderen heten aangeslagen toestanden (excited levels).
Energie E altijd in eV

In rust atomen in grondtoestand; aanslag door botsingen (thermische excitatie) en door absorptie van straling. Absorptie - sprong omhoog; emissie - sprong omlaag.

$$h\nu = \Delta E$$

(h is const. van Planck; 1 eV correspondeert met 12398 \AA^{-1} !)

Met de formule van Boltzmann berekening van de relatieve bezettingen van de niveaus:

$$\frac{N_2}{N_1} = e^{-\Delta E_{12}/kT} = 10^{-\frac{5040\Delta E_{12} \text{ (eV)}}{T \text{ (K)}}$$

(k is constante van Boltzmann, ΔE_{12} energieverval).

Meestal zijn de niveaus in feite meervoudig; ieder niveau kan men een statistisch gewicht g toekennen en de formule wordt:

$$\frac{N_2}{N_1} = \frac{g_2}{g_1} e^{-\Delta E_{12}/kT}$$

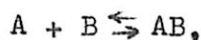
Haast altijd zijn verreweg de meeste atomen in de grondtoestand. Als we een ander dan een waterstofatoom hebben, zijn er meerdere electronen, maar meestal wordt alleen het buitenste aangeslagen (licht-electron).

De sterkte van een spectraallijn is (althans voor zwakke lijnen) evenredig met het aantal atomen in de begintoestand van de corresponderende atomaire overgang. Voor de berekening van de sterkte van een spectraallijn is de formule van Boltzmann dus belangrijk. Ook kan men de omgekeerde weg bewandelen en uit de waargenomen sterkte van de lijn de bezetting van het niveau berekenen en daaruit weer de temperatuur met Boltzmann; dat is dan de excitatie-temperatuur.

ionisatie: door hevige botsingen (hoge T) of absorptie van energierijke stralingsquanten (grote ν , meestal ultraviolet) kan ionisatie optreden. Met behulp van de formule van Saha kunnen we de verhouding van het aantal deeltjes in de grondtoestand van het ion tot dat in de grondtoestand van het atoom uitrekenen:

$$\frac{N_{1,0}}{N_{0,0}} N_e = \frac{g_{1,0}}{g_{0,0}} 2 \frac{(2\pi m k T)^{3/2}}{h^3} e^{-E_i/kT}$$

(De eerste index geeft aan ion (1) of atoom (0), de tweede (hier 0) geeft aan dat we over de grondtoestand praten; N_e is het aantal electronen per cm^3 ; g zijn weer de statistische gewichten (de factor 2 is het statistische gewicht van het electron); m is de massa van het electron, h de constante van Planck en E_i de ionisatiepotentiaal.) Men kan de vorm van deze formule gemakkelijk begrijpen met behulp van de wet van Guldberg en Waage uit de fysische chemie. Voor een evenwichtsreactie:

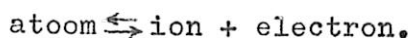


geldt voor de concentraties van A, B en AB:

$$\frac{[A][B]}{[AB]} = f(T),$$

waarin $f(T)$ alleen maar een functie is van de temperatuur en de eigenschappen van de betrokken stoffen, maar niet van de druk en de dichtheid.

Wij kunnen deze wet ook toepassen op de reactie:



Dan geldt dus:

$$\frac{[\text{ion}][\text{electron}]}{[\text{atoom}]} = f(T)$$

De formule van Saha heeft inderdaad deze vorm. (Zie bijv.: Wanders, hoofdstuk 13.)

electronendruk: door de ionisatie kunnen er in een heet gas dus veel vrije electronen voorkomen. Dan spreekt men van een plasma; men zegt wel eens dat een plasma in de vierde agregatietoestand verkeert. Het eenvoudigste voorbeeld van een plasma is een vlam. De meeste materie in het heelal is in de plasmatoestand. Vanwege de vele vrije electronen is een plasma goed electricch geleidend. In een gas oefent ieder deeltje per volumeenheid (onafhankelijk van de massa van dat deeltje) een druk kT uit. De gezamenlijke electronen oefenen een druk p_e uit.

$$p_e = N_e kT.$$

In de formule van Saha kunnen we de electronendichtheid omrekenen in de electronendruk. Vullen we verder de numerieke waarden van de constanten in en werken we met logaritmen, dan krijgt Saha de vorm:

$$\log \left(\frac{N_{1,0}}{N_{0,0}} p_e \right) = - E_i \frac{5040}{T} + \frac{5}{2} \log T - 0,48 + \log \frac{g_{1,0} \cdot 2}{g_{0,0}}$$

Gebruikelijk is te schrijven $5040/T = \theta$. (N.B. p_e in cgs-eenheden.)

Toestand straling

Naast de materie speelt de straling een zeer belangrijke rol in het heelal. Als voorbeeld noemen we de zon: de totale kinetische energie van de deeltjes in de z_{40} is $2,7 \cdot 10^{40}$ Joule en de totale energie van de straling is $2,8 \cdot 10^{40}$ J.

intensiteit: men kan het stralingsveld beschrijven door voor ieder punt van de ruimte en voor iedere richting de intensiteit op te geven. De intensiteit wordt door de astronomen gedefinieerd als energie/opervlakte-eenheid.tijdseenheid. eenheid van ruimtehoek. In het internationale eenhedenstelsel is de eenheid dus $\text{Jm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{sterad}^{-1}$ of $\text{Wm}^{-2}\text{sterad}^{-1}$; in het cgs-stelsel $\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{sterad}^{-1}$.

stralingsstroom of flux: denkt men zich in een bepaald punt van de ruimte een richting en door dat punt een klein vlakje loodrecht op die richting dan is de hoeveelheid straling die per tijdseenheid en per oppervlakte-eenheid door dat vlakje gaat de flux. De flux wordt gemeten in Wm^{-2} of $\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$.

samenstelling: de verdeling van de hoeveelheid straling over de verschillende golflengten of verschillende frequenties is zeer belangrijk. Onderzoek van het spectrum leert ons hoe het met deze verdeling is gesteld. Komen over een niet te klein golflengtegebied alle golflengten voor, dan spreekt men van een continu spectrum; komt er alleen maar straling voor in kleine aparte golflengtegebieden dan spreekt men van emissielijnen; is in een continu spectrum in een aantal aparte kleine golflengtegebieden de intensiteit van de straling belangrijk minder dan voor het continue spectrum zelf dan spreekt men van absorptielijnen. Zoals uit het bovenstaande reeds blijkt kan men de intensiteit dus voor iedere golflengte of frequentie apart opgeven (en evenzo de flux). De intensiteit bij een golflengte λ , I_λ , is zodanig gedefinieerd dat de totale intensiteit in het golflengtegebied $(\lambda, \lambda + d\lambda)$ gelijk is aan $I_\lambda d\lambda$.

polarisatie: bij een nauwkeurige beschrijving van het stralingsveld moeten we ook nog de mate van gepolariseerdheid (polarisatiegraad) en de wijze waarop (lineair, elliptisch) opgeven. Bij reflectie (verstrooiing) wordt licht meestal gepolariseerd. Als de oorspronkelijk geëmitteerde straling gepolariseerd is, wijst dat naast altijd op de aanwezigheid van magneetvelden.

Thermodynamisch evenwicht

Bijzonder eenvoudig zijn de verhoudingen in de toestand van thermodynamisch evenwicht die men krijgt als men een ruimte (al of niet gevuld met materie) omgeeft met een wand met een constante temperatuur ("Hohlraum"). Strikt genomen gelden alleen dan de formules en wetten van Boltzmann, Saha, Planck, Stefan-Boltzmann, Wien en Kirchhoff.

Planck, Stefan-Boltzmann en Wien: wil men de straling in de holle ruimte onderzoeken, dan moet men een kleine opening in de wand maken waardoor een beetje van de inwendige straling naar buiten komt. De naar buitenkomende straling mag geen gereflecteerd ingekomen straling zijn. De holle ruimte moet dan dus inwendig zwart zijn gemaakt.

Men spreekt van een zwart lichaam en zwarte lichaamsstraling (black body radiation, niet zwarte straling). De wet van Planck beschrijft de hoeveelheid en de samenstelling van de zwarte lichaamsstraling. Een zwart lichaam straalt per oppervlakteenheid naar de halve ruimte:

$$\left(\pi B_{\lambda}(T) = \frac{2\pi hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/k\lambda T} - 1} \right.$$

Door $\pi B_{\lambda}(T)$ over λ te integreren vinden we de totale straling per oppervlakteenheid:

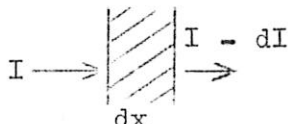
$$\left(F(T) = \sigma T^4 \text{ (Stefan-Boltzmann)} \right.$$

$$(\sigma = 5,67 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-4} = 5,67 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4})$$

De golflengte λ_{\max} waarvoor $B_{\lambda}(T)$ maximaal is, voldoet aan:

$$\left[\lambda_{\max} T = 0,29 \text{ cm K} = 2,9 \times 10^7 \text{ \AA K (Wien)} \right.$$

Stralingswet van Kirchhoff: in de toestand van thermodynamisch evenwicht absorbeert een volumeelement evenveel straling als het emitteert en dat geldt zelfs voor iedere aparte golflengte. De emissiecoëfficiënt is het per eenheid van volume en per eenheid van ruimtehoek geëmitteerde vermogen. De absorptiecoëfficiënt κ is als volgt gedefinieerd:



Zij de dikte van een absorberende laag dx en de intensiteit van de straling vóór de laag I en achter de laag $I - dI$, dan is (per definitie):

$$dI = \kappa I dx.$$

j en K kunnen we ook nog van een index λ voorzien. Volgens de wet van Kirchhoff geldt nu:

$$j_{\lambda} = K_{\lambda} B_{\lambda}(T).$$

realiteit van thermodynamisch evenwicht: de in de definitie vermelde toestand (holle ruimte met wand van constante temperatuur) zal in de natuur praktisch nooit voorkomen.

In het inwendige van een ster, waar de gaslagen die een punt omringen zo dik zijn dat ze als ondoorzichtig beschouwd mogen worden zal deze toestand heel goed benaderd worden. Toch zal ook daar t.g.v. de temperatuurafname naar buiten er een gering stralingsoverschot in buitenwaartse richting zijn, terwijl bij zuiver thermodynamisch evenwicht de stralingsintensiteit in alle richtingen dezelfde is (isotrope verdeling van de intensiteit).

lokaal thermodynamisch evenwicht: ook al is er geen thermodynamisch evenwicht, dan kan men vaak toch aannemen dat plaatselijk aanslag en ionisatie beschreven kunnen worden met behulp van de wetten van Saha en Boltzmann en dat men de straling van een volumeelement kan berekenen met behulp van de wet van Kirchhoff. Deze toestand noemt men die van lokaal thermodynamisch evenwicht (LTE). Onder deze omstandigheden kan men gemakkelijk laten zien dat een oneindig dikke gaslaag van constante temperatuur straalt als een zwart lichaam. Zelfs als er geen lokaal thermodynamisch evenwicht is kan men vaak toch nog met de bovengenoemde wetten en formules werken door verschillende waarden van de temperatuur te gebruiken:

aanslagtemperatuur (of excitatietemperatuur) in Boltzmann,
ionisatietemperatuur in Saha,
stralingtemperatuur in Stefan-Boltzmann,

Al deze temperaturen kunnen onderling verschillen en ook van de
kinetische temperatuur die de snelheid van de moleculen van het
gas beschrijft volgens de formule:

$$\frac{1}{2}mv^2 = \frac{3}{2} kT.$$

(lit.: A. Unsöld, Der neue Kosmos, Hoofdstuk 11, blz. 95-103)

Onderzoek van straling in holle ruimte in laboratorium door kleine opening erin te maken (zwarte straling). Stralingsintensiteit voor bepaalde frequentie hangt dan alleen van de temperatuur af:

$$B_\nu (T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad (\text{Planck})$$

$$B_\lambda (T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/k\lambda T} - 1} \quad (\text{Planck})$$

totale straling van 1 cm² = σT^4 (Stefan - Boltzmann)
 ($\sigma = 5,67 \times 10^{-8}$ erg cm⁻² sec⁻¹ K⁻⁴)

golflengte λ_{\max} waarvoor B_λ maximaal: $\lambda_{\max} T = \text{const.}$
 (verschuivingswet van Wien)
 (const. = 0,29 cm K = 2,9 x 10⁷ Å K)

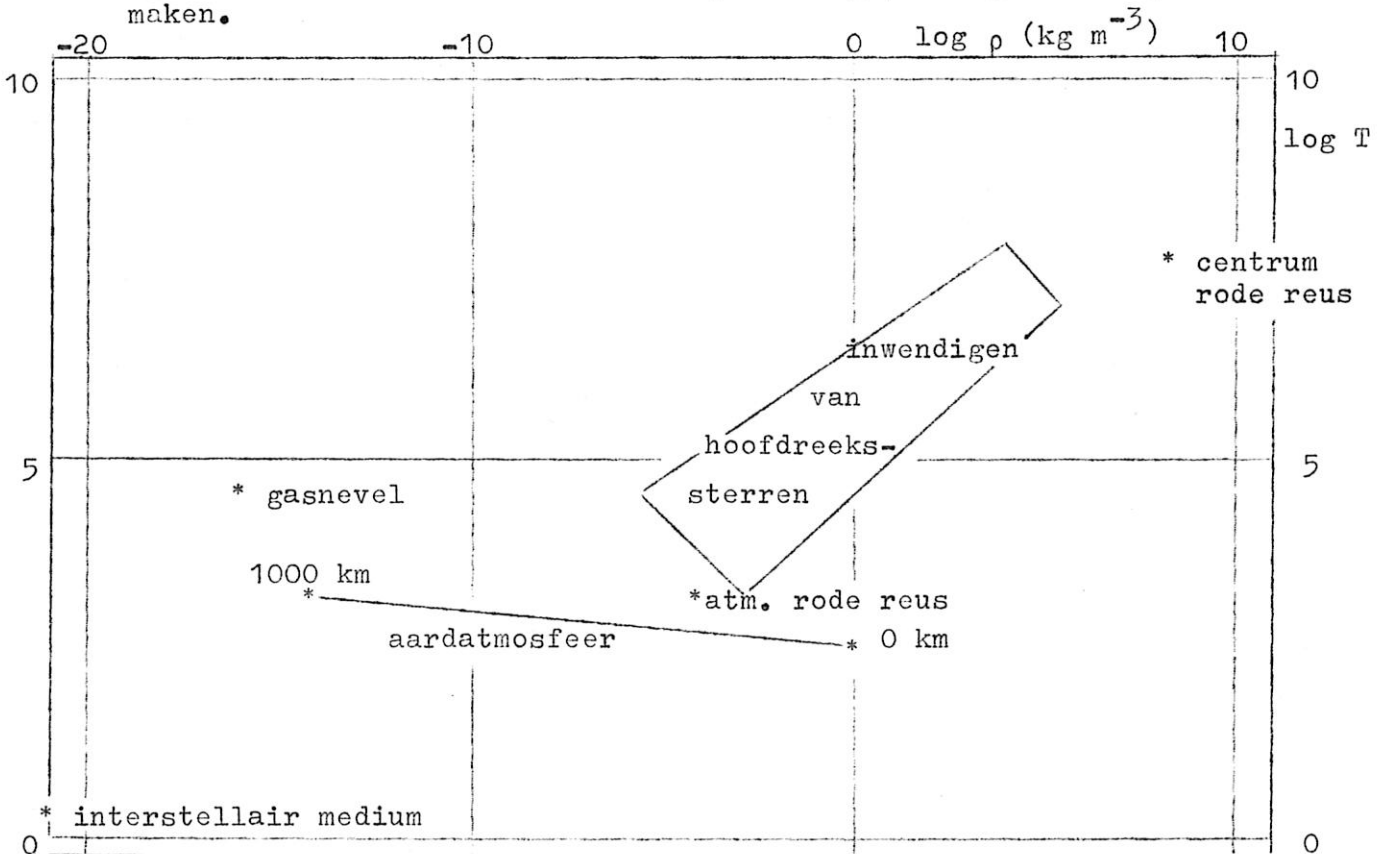
Stralingswet van Kirchhoff: in evenwichtstoestand absorbeert een volumelement evenveel straling als het emitteert (voor iedere aparte golflengte of frequentie)

$$\epsilon_\nu = \kappa_\nu B_\nu (T)$$

realiteit van thermodyn. evenw.: in holle ruimte T overal gelijk; die toestand komt praktisch nooit voor. Toch gelden formules vaak bij zeer behoorlijke benadering, alleen kan men vaak niet meer dezelfde T in alle formules gebruiken. Men onderscheidt dan: excitatietemperatuur (Boltzmann), ionisatietemp. (Saha), stralingstemp. (Stefan - Boltzmann), kleurtemp. (vorm van de Planck - kromme), kinetische temp. (kinetische energie van de moleculen).

log ρ - log T - diagram

Om een indruk te krijgen van de verscheidenheid waarin materie in het heelal voorkomt is het heel nuttig een log ρ - log T - diagram te maken.



I.2.2.1. Fotometrie (Wanders, Hfdst. 3D, blz. 55)

grootteklassen of magnitudes: zeer oud gebruik is indeling in 6 grootteklassen (helderste sterren 1^m, nog net voor blote oog zichtbare 6^m; in ieder geval reeds bij Hipparchus (2de eeuw v. Chr.). In begin 19e eeuw bleek uit metingen: 1) verschil van 1^m correspondeert met vaste intensiteitsverhouding (vgl. psycho-fysische wet van Weber en Fechner: gewaarwording (subjectief) nemen volgens rekenkundige reeks toe als prikkels (objectief) volgens meetkundige reeks toenemen; 1859), 2) verschil van 5^m komt overeen met verhouding van ca. 100. Pogson (1850) heeft voorgesteld verhouding per definitie exact gelijk 100 te stellen. Dan:

$$m_1 - m_2 = 2,5 \log i_2/i_1$$

of:

$$i_1/i_2 = 10^{0,4(m_1 - m_2)}$$

Verder is nulpunt van de schaal wel gedefinieerd door:
 $m_{\text{Poolster}} = 2,12$ (maar in dit opzicht geen eenheid).

Bepaling helderheidsverschillen van 2 sterren door licht van helderste ster met bekende factor te verzwakken tot sterren even helder schijnen. Als van voldoende sterren zo magnitudes bepaald zijn, verder d.m.v. schattingen (werkt snel en nauwkeurigheid in veel gevallen voldoende).

Fotografische vergelijking analoog: helderste verzwakken tot beeldjes op fotografische plaat gelijk; verder voor snel werk schattingen met het oog op de fotografische plaat, waar ook vergelijkingssterren met bekende helderheden op staan. Er blijkt dan, dat men fotografisch andere magnitudeverschillen vindt dan visueel. Oorzaak: het oog heeft zijn maximale gevoeligheid in het geel (of groen) en de gewone fotografische plaat in het blauw. De verhouding waarin oog en fotografische plaat op licht reageren hangt dus van de kleur van het licht af. Men onderscheidt daarom de visuele magnitude m_v en de fotografische magnitude m_{pg} . Het verschil noemt men de kleurindex:

$$\text{kleurindex } k = m_{pg} - m_v \text{ (ook wel CI = color index)}$$

Voor blauwe sterren $k < 0$, voor rode $k > 0$.

Kleurindex is maat voor de roodheid.

Heeft de magnitude betrekking op de over alle golflengten geïntegreerde intensiteit dan spreekt men over de bolometrische helderheid m_{bol} . De bolometrische correctie is gedefinieerd door:

$$B.C. = m_v - m_{bol}$$

Daar de doorlaatbaarheid van de dampkring sterk golflengteafhankelijk is en grote gebieden helemaal niet worden doorgelaten is m_{bol} moeilijk te bepalen.

Gebruikt men een combinatie van panchromatische platen en een geelfilter dan krijgt men een kleurgevoeligheid die veel lijkt op die van het oog; men spreekt dan van fotovisuele helderheden m_{pv} .

Door combinatie van kleurfilter (s) en plaattypen kan men zeer veel kleursystemen maken. Bekend is het UBV - systeem van Johnson. De magnitudes worden genoteerd met U, B en V. de effectieve golflengten zijn:

U (ultraviolet)	$\approx 3655 \text{ \AA}$
B (blauw)	$\approx 4400 \text{ \AA}$
V (visueel)	$\approx 5480 \text{ \AA}$

(V lijkt veel op m_v ($\lambda_{\text{eff.}} \approx 5400 \text{ \AA}$), B iets minder op m_{pg} ($\lambda_{\text{eff.}} \approx 4200 \text{ \AA}$).

Er ontstaan nu 2 kleurindices: U - B en B - V.

De nauwkeurigste sterhelderheden bepaalt men fotoelectrisch; ook hier door combinatie van filter en fotocel allerlei kleursystemen. Het fotoelectrische UBV - systeem lijkt veel op het fotografische.

Absolute helderheden (Wanders, Hfdst. 5)

De magnitude, die een ster zou hebben als hij verplaatst kon worden naar een afstand van 10 parsec noemt men de absolute magnitude.

Notatie: M. Eenvoudig vindt men (bedenkend dat de intensiteit van het licht van een ster omgekeerd evenredig is met het kwadraat van de afstand en dus rechtevenredig met het kwadraat van de parallax):

Veranderlijke sterren = sterren met veranderlijke helderheid.

Eerste waarnemingen (in Europa):

Tycho Brahe - supernova van 1572

Fabricius, 1596 - Mira Ceti

Kepler - supernova van 1604

Montanari, 1670 - Algol

Vroeger werden ze bij toeval ontdekt. Fotografische methoden zeer machtig (pickering); vergelijk 2 opnamen met blinkmicroscop.

$$M = m + 5 + 5 \log p.$$

Typen veranderlijke sterren (alleen belangrijkste typen)

1) Algolsterren = bedekkingsveranderlijken = fotometrische dubbelsterren (eclipsing binaries).

2) pulserende sterren

zeer regelmatig veranderlijk:

RR Lyrae-sterren, perioden 0,3 - 0,9 dagen

δ Cephei-sterren (klassieke Cepheiden), 2 - 40 d., in armen van Melkwegstelsel

W Virginis-sterren, 2 - 40 dagen, in kern en halo Melkwegst.

hoe langer de periode des te onregelmatiger, tenslotte:

lang periodieke veranderlijken (bijv. Mira Ceti), 100 - 500 d. (quasi periode)

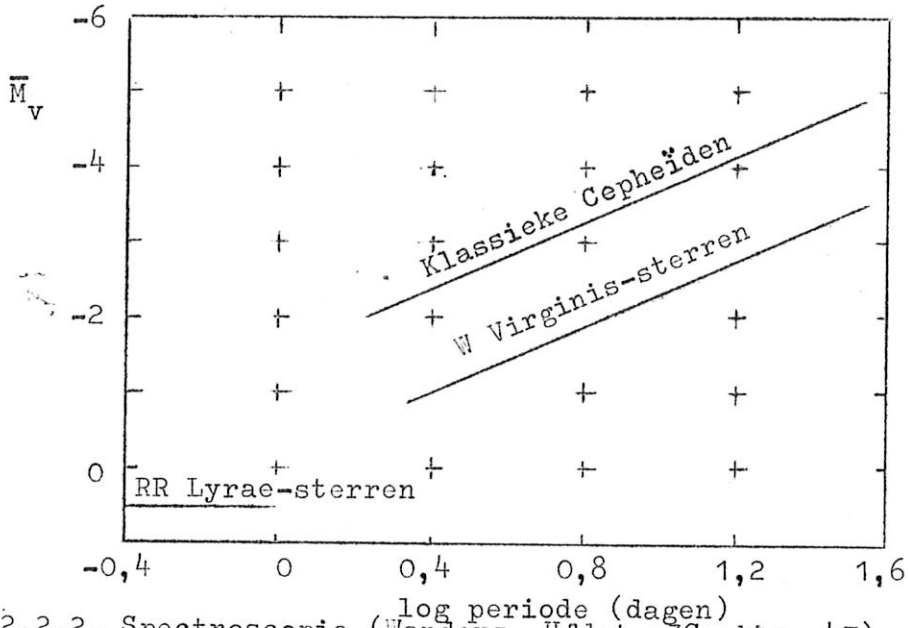
3) novae en supernovae

novae (meervoud van nova): in 2 - 3 dagen stijgt helderheid van $M_v \approx +5$ tot ca. -6 tot $-8,5$ (dus 25 000 à 250 000 x), uitstoting gasschil, terugkeer naar oorspronkelijke helderheid duurt jaren.

supernovae: steruitbarsting op enorme schaal, minstens 10 000 x zo helder als gewone nova. Zelden voorkomend verschijnsel, 1 per ca. 50 jaar per melkwegstelsel?

Periode-helderheidwet

Men heeft ontdekt dat er voor de pulserende sterren een verband bestaat tussen de periode en de gemiddelde absolute helderheid. Belangrijk voor afstandsbepalingen in het heelal: meet de periode, vind hierbij de M (grafiek volgende bladzijde), meet de m en bepaal p met behulp van bovenstaande formule.



I.2.2.2. Spectroscopie (Wanders, Hfdst. 3C, blz. 47)

Op 2 manieren kan men spectrograaf en telescoop combineren:

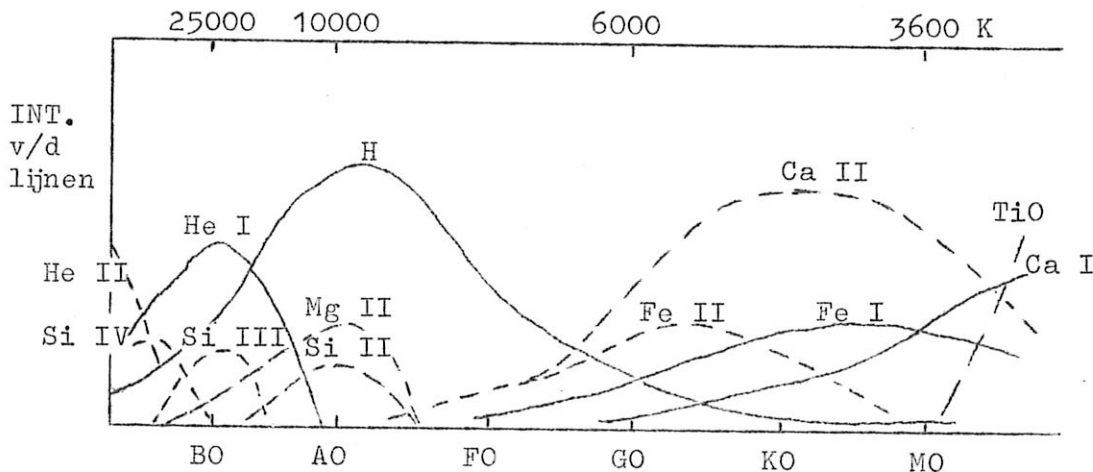
- 1) Spectrograaf achter kijker. Zorg dat sterbeeldje precies in spleet van de spectrograaf valt.
- 2) Objectief prisma. Prisma met kleine brokendo hoek vóór objectief. I.p.v. sterbeeldjes krijgt men dan sterspectra op de plaat.

In het eerste geval spectrograaf eventueel vast opgesteld in coudéfocuss. Spectrografen kunnen uitgerust worden met prisma's en roosters (vooral bij zonneinstrumenten).

Oplossend vermogen. Spectrograaf verbreedt spectraallijnen altijd, daardoor beperkt oplossend vermogen $\lambda/\Delta\lambda$ (bij zonneinstrumenten tot 500 000, bij sterreinstrumenten bepaald door dispersie en opl. vermogen fotogr. plaat).

Dispersie is maat voor uitgerekttheid van spectrum (bij zonneinstr. soms $> 3 \text{ mm}/\text{\AA}$, bij sterspectrografen $0.85 - 750 \text{ \AA}/\text{mm}$ (!))

Spectrofotometrie door opname van spectrum met microfotometer door te meten. Men meet dan de doorlating van de plaat. D.m.v. "zwartingskromme" omzetten in intensiteit in spectrum. Registratie. (Utrechtse Zonneatlas, voorbeeld in: Wanders, blz, 124.)



Sterspectra (Wanders, Hfdst. 6, blz. 73-77)

Sterspectra vertonen meestal donkere (dus absorptie-) lijnen tegen een heldere achtergrond (het continuüm). Het spectrum is van ster tot ster verschillend, maar toch is het mogelijk een aantal spectraal- klassen te onderscheiden: O, B, A, F, G, K, M. Dit is dus een ééndimensionale indeling; slechts als men op details gaat letten is een ééndimensionale indeling niet meer mogelijk en komt men tot een tweedimensionale indeling. Iedere klasse wordt onderverdeeld in 10 typen, bijv.: F0, F1, F2,....F9. Heel ruw kan men de indeling als volgt omschrijven: in de vroege typen (O en B) komen maar weinig lijnen voor (hoofdzakelijke He II, He I en H), in de latere typen een toenemend aantal lijnen (metalen) in de laatste typen (K en M) molecuulbanden (CH, CN, TiO). In het diagram onderaan blz. 23 is voor de lijnen van een aantal elementen aangegeven hoe de sterkte door de spectraalreeks verandert (I betekent dat het een lijn van een atoomspectrum is, II van een ionspectrum, III van een spectrum van dubbelgeïoniseerde atomen enz.). Oorspronkelijk meende men dat de verschillende spectraal- typen terug te voeren waren op verschillen in chemische samenstelling tussen de sterren. Later is gebleken dat zij ontstaan door verschillen in temperatuur. De O-sterren zijn het heetst (ca. 50 000 K), de M-sterren het koelst (ca. 3000 K); de temperatuur van de zon een G2-ster is ca. 6000 K. Dit zijn allemaal een soort gemiddelde temperaturen van de atmosferen van die sterren.

Temperatuurbevestigingen (Wanders, Hfdst. 8, blz. 86-95).

1. Uit de totale straling: als men de totale straling van een ster kent (in alle richtingen en geïntegreerd over alle golflengten) en zijn straal (dus zijn oppervlakte) dan kan men uitrekenen wat hij per oppervlakte-eenheid uitstraalt. Met behulp van de wet van Stefan-Boltzmann kan men dan de temperatuur berekenen. Deze temperatuur noemt men de effectieve temperatuur.

Voorbeeld: de flux S van de zonnestraling op 1 A.E. afstand bedraagt $1,388 \text{ kW m}^{-2}$. Deze grootte noemt men de zonneconstante; $S = \text{ca. } 2 \text{ cal cm}^{-2} \text{ min}^{-1}$. De totale straling van de zon is dus $4\pi R^2 S$ ($R =$ afstand zon-aarde). De zon straalt dus per oppervlakte-eenheid uit: $4\pi R^2 S / 4\pi r^2$ ($r =$ straal van de zon). We krijgen dus de relatie:

$$\sigma T_e^4 = \frac{S}{(r/R)^2}$$

Alleen S en r/R (de schijnbare straal van de zon in radialen) komen in de formule voor; de afstand hoeft men dus niet eens te kennen.

Voor een paar sterren heeft men interferometrisch de schijnbare diameter kunnen bepalen; voor deze sterren en voor een paar eclipsveranderlijken heeft men deze methode kunnen toepassen.

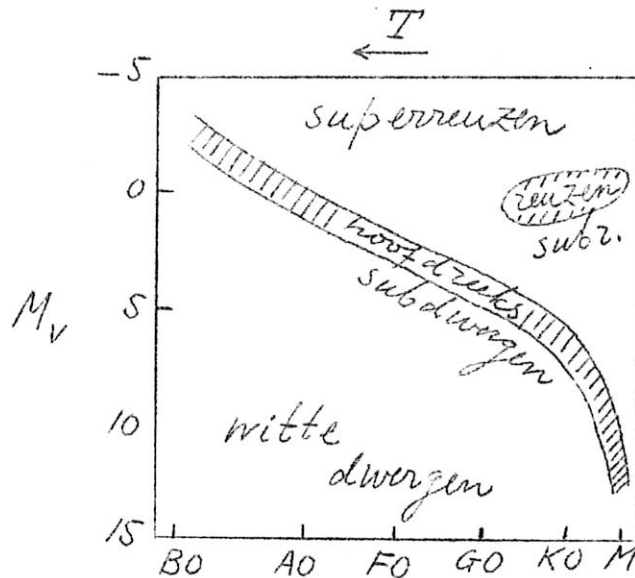
2. Uit het continuüm: men kan de intensiteit van de continue achtergrond tegen de golflengte uitzetten en nagaan voor welke temperatuur de Planckkromme wat de vorm betreft daar het beste bij aansluit; deze temperatuur noemt men dan de kleurtemperatuur. De kleurtemperatuur zal afhangen van het beschouwde golflengtegebied. Allerlei varianten op deze methode zijn denkbaar: zo kan men niet een bepaald golflengtegebied beschouwen, maar twee of meer afzonderlijke golflengten. Bij deze methoden hoeft men de intensiteiten slechts in relatieve maat te kennen!

3. Uit het lijnspectrum: de sterkte van een absorptielijn hangt af van het aantal atomen (of ionen) dat zich in het onderste van de twee bij de vorming van die lijn betrokken niveau's bevindt.
- a) uit de ionisatiegraad: uit de verhouding van de sterkten van ionlijnen en atoomlijnen van eenzelfde element kan men de ionisatiegraad van dat element bepalen en daaruit door toepassing van de wet van Saha de ionisatietemperatuur. In de formule komt ook de electronendruk voor, maar daar de temperatuur een veel grotere invloed op de ionisatie heeft kan men volstaan met voor p_e een grove waarde aan te nemen.
- b) uit de aanslag: door de sterkten van verschillende lijnen van eenzelfde atoom te vergelijken kan men verhoudingen van bezettingen van verschillende niveau's bepalen en daaruit d.m.v. de wet van Boltzmann de excitatie temperatuur.

Men kan zo het verband vinden tussen spectraaltype en temperatuur. Ook blijkt de kleurindex nauw met spectraaltype en temperatuur gecorreleerd te zijn.

I.2.2.3. Hertzsprung-Russell- en aanverwante diagrammen

Als men voor groot aantal sterren M tegen spectraaltype uitzet ontstaat Hertzsprung-Russell-diagram.



Het bovenstaande diagram is ter wille van de overzichtelijkheid enigszins vereenvoudigd. Het zegt ook niets over de aantallen sterren van de verschillende typen. Beperken we ons tot een omgeving van 10 pc van de zon (we mogen aannemen dat we in dit gebied de meeste sterren wel kennen) dan vinden we de volgende aantallen:

superreuzen	nul
reuzen	1
subreuzen	2
witte dwergen	7
hoofdreeks	<u>244</u>
totaal	254

95% van deze sterren zijn dus hoofdreekssterren; binnen de hoofdreeks nemen de aantallen toe naarmate men latere spectraaltypen beschouwt. De hoofdreeks - M-ster (rode dwerg) is het meest voorkomende stertype.

Vergelijkt men sterren van hetzelfde spectraaltype, maar met verschillende absolute helderheid, dan hebben die met de grootste absolute helderheid (kleinste M-waarden) de grootste afmetingen. Vandaar dat men van reuzen en superreuzen spreekt. De hoofdreekssterren, i.h.b. die vanaf ca. F0 noemt men ook wel dwerzen.

Voor de sterren van een sterrenhoop, waarvan men de afstand niet kent zet men m i.p.v. M tegen het spectraaltype uit. Daar alle sterren van een sterrenhoop praktisch dezelfde afstand tot de aarde hebben blijft het "patroon" van het diagram toch behouden. Als de sterren te zwak zijn om het spectrum op te nemen bepaalt men de kleurindex en zet men m tegen CI uit, dan spreekt men van kleur-helderheid-diagrammen. In wezen zijn al dit soort diagrammen L-T-diagrammen (dus lichtsterkte (luminosity)-temperatuur-diagrammen) en in theoretische beschouwingen zet men dan ook vaak L tegen T_{eff} uit.

De afmetingen van de sterren (Wanders, par. blz. 93).

M_{bol} is een maat voor de totale energieuitstraling L van een ster. σT_{eff}^4 is de uitstraling per m^2 . Het oppervlak $4\pi R^2$ van een ster is dus $L/\sigma T_{eff}^4$ en hier volgt R weer uit. Door vergelijking met de zon omzeilt men de noodzaak allerlei constanten te kennen:

$$M_{bol, \odot} - M_{bol} = 2,5 \log (L/L_{\odot}) =$$

$$= 2,5 \log \frac{4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4}{4\pi R_{\odot}^2 \sigma T_{eff, \odot}^4} = 5 \log \left(\frac{R}{R_{\odot}} \times \frac{T_{eff}^2}{T_{eff, \odot}^2} \right)$$

Hieruit volgt:

$$R/R_{\odot} = (T_{eff, \odot} / T_{eff})^{2 \cdot 10^{0,2 (M_{bol, \odot} - M_{bol})}}$$

Voor de zon zijn R_{\odot} , $T_{eff, \odot}$ en $M_{bol, \odot}$ bekend; voor de ster zijn bijv. spectraaltype, m_v en p gemeten.

$$M_v = m_v + 5 + 5 \log p$$

spectraaltype } geven T_{eff} en BC (hier bestaan tabellen voor, bijv. C.W. Allen (S2-2))

$$M_{bol} = M_v + BC$$

Dan kan dus met de formule R/R_{\odot} berekend worden en dus ook R .

Spectroscopische parallaxen (Wanders, par. 56 en 57, blz 82 e.v. en 139.

Het is gebleken dat de indeling naar spectraaltype eigenlijk een indeling naar ionisatiegraad is. Beschouwen we nu sterren van eenzelfde spectraaltype, maar verschillende absolute helderheden dan zal, als we over de verschillende elementen middelen, de ionisatiegraad dezelfde zijn. Men kan echter uit de wet van Saha afleiden (hoe?) dat de gemakkelijke ioniseerbare elementen (dat zijn de elementen met lage ionisatiepotentiaal) zoals bijv. Ca en Sr in de ijle reuzen, met lage electronendruk, extra gemakkelijk geioniseerd zullen worden de lijnen van Ca^+ en Sr^+ zullen in reuzen dus sterker zijn dan in dwergen. Het verband tussen de sterkte van die lijnen en M heeft men empirisch vastgesteld en kan nu omgekeerd gebruikt worden om voor sterren met onbekende M , de M te bepalen uit de sterkte van die lijnen. De Ca^+ en Sr^+ -lijnen zijn slechts als voorbeeld aangehaald, men heeft tal van zulke op het spectrum berustende lichtsterktecriteria kunnen vinden. Als men de zo gevonden M en de waargenomen m in de formule $M = m + 5 + 5 \log p$ invult kan men p uitrekenen. Dit zijn de spectroscopische parallaxen

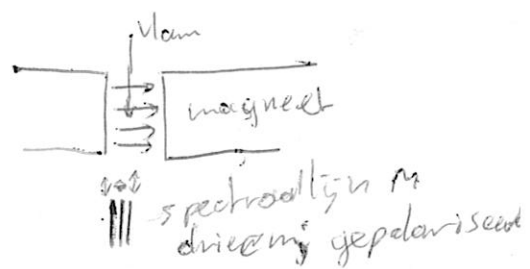
I.2.3. Snelheden en magneetvelden

I.2.3.1 Snelheden (Wanders, par. 33 en 34, blz. 51 e.v.)

Zoals we bij sterren hebben gezien is de snelheidsvector te ontbinden in een component loodrecht gezichtsrichting en één in de gezichtsrichting (radiale snelheid V_{rad}). De laatste kan d.m.v. het Dopplereffect direct in km/sec gemeten worden, de andere wordt bijv. gemeten in "/jaar en kan alleen omgerekend worden in km/sec als de afstand bekend is. Daarom zijn de bepalingen van V_{rad} enorm belangrijk. Men kan er o.a. de volgende dingen mee doen:

- a) rotatie van de zon en planeten bepalen (oost- en westrand apart waarnemen of spectrograafspleet loodrecht rotatieas midden over beeld)

Uit spectrum : ops. helderheid
parallax



- b) rotatie van sterren (uit lijnverbreding)
- c) beweging van sterren
- d) waarneming van nauwe dubbelsterren (schommelende lijnen, soms verdubbeling van de lijnen)
- e) ijking van de schaal bij bedekkingsveranderlijken
- f) pulserende sterren (schommelende lijnen, t_{\min} $r_{\max} - r_{\min} = t_{\max} V_{\text{rad}} dt$ (!?))
- g) granulatie van de zon (lijnen van zonnenspectrum niet kaarsrecht, maar met hobbeltjes)

I.2.3.2. Magneetvelden

Meting d.m.v. Zeeman effect. Bij het normale Zeeman effect:

- 1) longitudinale effect - lijn gesplitst in 2 componenten die tegengesteld circulair gepolariseerd zijn en verschoven over $\Delta\lambda$ t.o.v. de oorspronkelijke λ
- 2) transversale effect - lijn gesplitst in 3 componenten, de middelste onverschoven, de buitensten over $\Delta\lambda$; de componenten zijn lineair gepolariseerd; in de middelste zijn de trillingen evenwijdig magneetveld in de buitensten daar loodrecht op.

$\Delta\lambda$ is evenredig met sterkte magneetveld:

$\Delta\lambda = C \times H$. C is voor iedere lijn een bekende constante en door $\Delta\lambda$ te meten kan men H dus vinden.

Toepassingen op de zon (i.h.b. zonnevlekken) en magnetische sterren.

I.2.4. Massabepalingen (Wanders, par. 20 (blz. 27 e.v.), Hfdst. 9 (blz. 96 e.v.))

I.2.4.1. Uit gravitatiewisselwerking.

Principe: een massa A oefent op massa B (A en B bolvormig) op afstand r een kracht uit: $F_B = f m_A m_B / r^2$. Dit is de wet van de universele aantrekkingskracht; de gravitatieconst. $f \approx 6,7 \times 10^{-8}$ (c.g.s.)

Verder hebben we $F_B = m_B \times \text{versnelling}_B$. Hieruit volgt:

$$m_A = \frac{r^2 \text{ versn.}_B}{f}$$

Men kan dus de massa van A bepalen door op bekende afstand van het middelpunt van A de versnelling te bepalen die A op andere lichamen uitoefent.

Toepassingen:

- a) Aarde. Meet de versnelling van de zwaartekracht aan het aardoppervlak g (dit gebeurt met een slinger), dan is dus:

$$m_{\text{Aarde}} = r_{\text{Aarde}}^2 g / f$$

- b) Planeet.

- 1) De planeet met massa m heeft een natuurlijke satelliet. Als de baan cirkelvormig is dan is de berekening zeer eenvoudig:

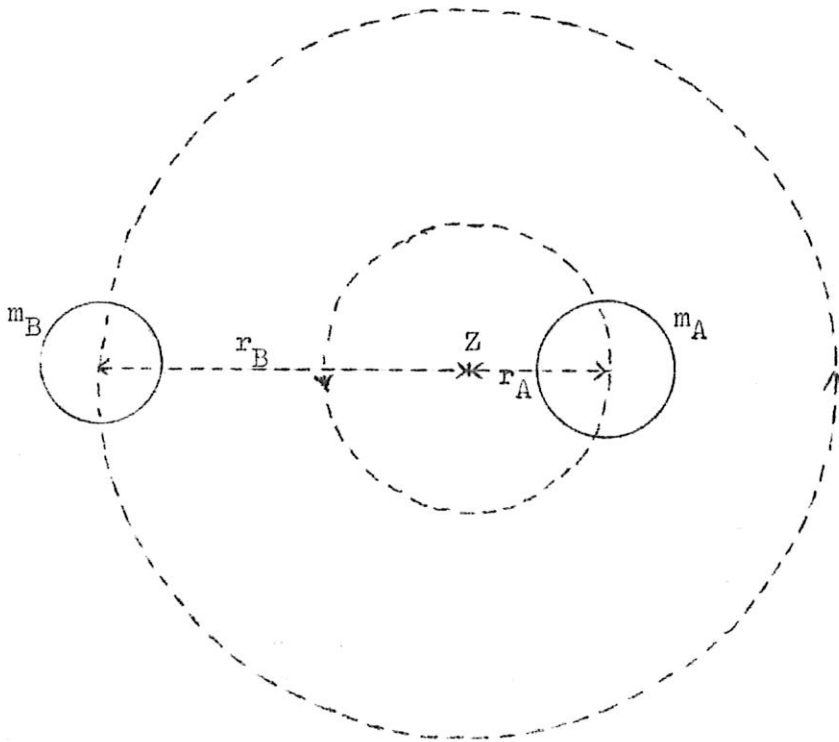
$$\text{mdp. zoekende versn.} = \frac{v^2}{r} = \frac{(2\pi r/T)^2}{r} = \frac{4\pi^2 r}{T^2}$$

Deze versnelling wordt veroorzaakt door de gravitatiewerking van de planeet: fm/r^2 , dus:

$$f \frac{m}{r^2} = \frac{4\pi^2 r}{T^2}$$

$$m = \frac{4\pi^2}{f} \frac{r^3}{T^2}$$

- 2) Als de planeet geen natuurlijke satelliet heeft kan men de gravitatiewerking op een kunstmatige satelliet of een ruimtesonde onderzoeken. Dit is gedaan bij de maan, Venus en Mars.
- 3) Men kan de storingen van een planeet op een andere planeet, passerende planetoïde of komeet onderzoeken.
- c) Dubbelsterren. Twee sterren draaien in tijd P om hun gemeenschappelijk zwaartepunt Z; laten we gemakshalve weer aannemen dat het cirkelbanen zijn.



$$\text{Kracht op } m_A = f \frac{M_A \cdot M_B}{(r_A + r_B)^2}$$

$$\text{Mdp. } \curvearrowright \text{zoekende kracht op } m_A = m_A \frac{(2\pi r_A / P)^2}{r_A}$$

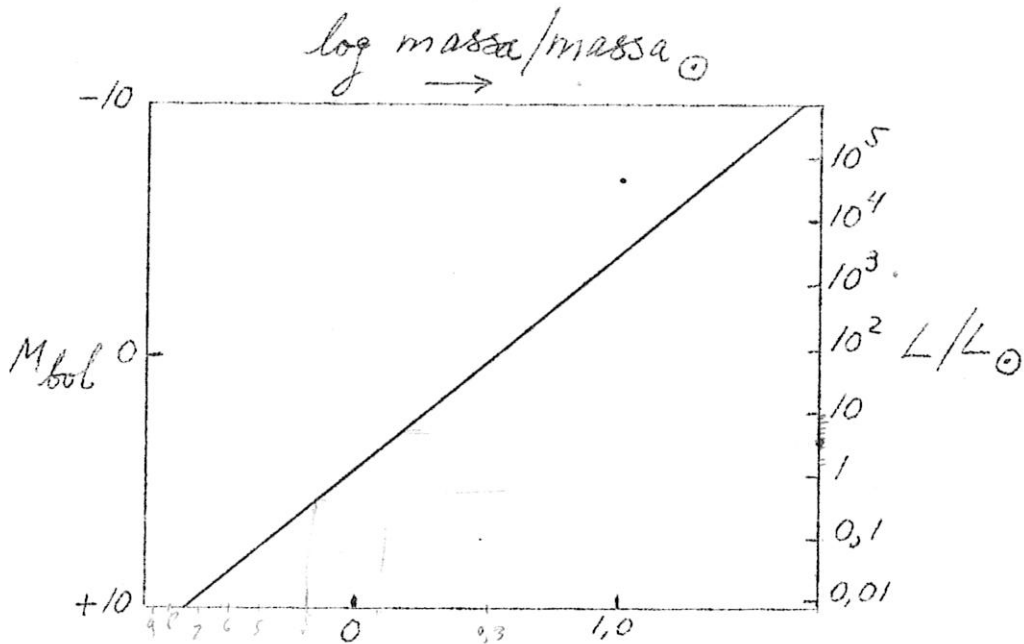
$$\text{Hieruit volgt: } m_B = \frac{4\pi^2}{f} \frac{r_A (r_A + r_B)^2}{P^2}$$

$$\text{Analoog: } m_A = \frac{4\pi^2}{f} \frac{r_B (r_A + r_B)^2}{P^2}$$

$$\text{Sommeren: } m_A + m_B = \frac{4\pi^2}{f} \frac{(r_A + r_B)^3}{P^2}$$

Kan men de periode P en de afstand van de componenten tot elkaar meten (de parallax moet dan bekend zijn) dan kan men de som van de massa's vinden; heeft men bovendien de ligging van het zwaartepunt kunnen bepalen, dan kan men de afzonderlijke massa's ook vinden.

Verband te Massa-lichtsterkte relatie. Er blijkt een gemiddeld bestaan tussen de massa's en de absolute magnitudes van de sterren, waar individuele sterren echter wel wat van kunnen afwijken. Witte dwergen voldoen in het geheel niet aan de relatie.



I.2.4.2. Uitstraling

- Door toepassing van de massa-lichtsterkerelatie uit de M_{bol} of L/L_{\odot}
- Uit de emissie van een nevel of een protuberans. Als wij aannemen, dat er geen zelfabsorptie optreedt, dan kan uit de totale emissie het aantal atomen berekend worden en daaruit weer de massa.
- Uit de absorptie kan op analoge wijze als bij de emissie de massa bepaald worden.

I.2.5. Deeltjes en materie

De astronoom onderzoekt i.h.a. de materie in het heelal door de straling die we er van ontvangen te onderzoeken. Er is ook kosmische materie die we direct kunnen onderzoeken; bijv.:

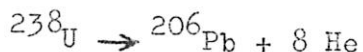
- De aarde zelf
- Meteorieten
- Maanmaterie
- Zonnewind
- Kosmische straling

1) Aarde

Het onderzoek van de aarde (atmosfeer, korst, inwendige) is astronomisch belangrijk omdat het ons inspireert tot vraagstellingen bij het onderzoek van de andere planeten.

Komt in planeetatmosferen ook zuurstof en waterdamp voor? Ook van belang voor de vraag over het voorkomen van leven op andere planeten. Hebben andere planeten ook een vloeibare, dichte (vermoedelijk nikkel-ijzer-) kern? Van belang voor het magnetisme. De abundanties van de chemische elementen kan men voor de aardkorst vrij goed bepalen en de isotopenverhoudingen. Van belang voor de theorieën over het ontstaan van de elementen.

De ouderdom van de aarde (zie Veldkamp, Geofysica, biz. 21 (S11 - 22)). Met behulp van radioactieve elementen kan men de ouderdom van de aardkorst (sedert de stolling bepalen).
Bijv.



Het aantal ${}^{238}\text{U}$ -atomen neemt exponentieel met de tijd af:

$$N(t) = N(0) e^{-\alpha t}$$

Daar de halfwaardetijd (= de tijd waarin de hoeveelheid ${}^{238}\text{U}$ tot op de helft gezakt is) bekend is, en wel $4,5 \times 10^9$ jaar, is α ook bekend. Voor ieder ${}^{238}\text{U}$ -atoom komt een ${}^{206}\text{Pb}$ -atoom in de plaats. Het aantal ${}^{206}\text{Pb}$ -atomen is dus:

$$N(0) - N(t) = N(0) (1 - e^{-\alpha t})$$

De verhouding van het aantal loodatomen tot het aantal uraniumatomen is dus:

$$\frac{{}^{206}\text{Pb}}{{}^{238}\text{U}} = \frac{1 - e^{-\alpha t}}{e^{-\alpha t}} = e^{\alpha t} - 1$$

De verhouding waarin we ${}^{206}\text{Pb}$ en ${}^{238}\text{U}$ in een bodemmonster aantreffen kan bepaald worden; daar α bekend is, kan de tijd t die er verlopen is sedert de stolling dan met bovenstaande formule berekend worden (vóór de stolling bleven lood en uranium niet bij elkaar). De oudste gesteenten die men gevonden heeft zijn 3 à 4 miljard jaar oud, de ouderdom van de korst schat men op

$$4,5 \pm 0,3 \text{ miljard jaar.}$$

Ook radioactieve omzettingen van andere dan ${}^{238}\text{U}$ -atomen lenen zich voor ouderdomsbepalingen.

2) Meteorieten

Z.g. "vallende sterren" noemt de astronoom meteoren of als ze zeer helder zijn vuurbollen of boliden. Deze namen slaan op het hemelverschijnsel. Het wordt veroorzaakt door het binnen^odringen in de dampkring van een meteorioïde; in het geval van een gewone meteor zijn deze maar speldeknop groot, in het zeldzame geval van een vuurbol hebben ze een massa van ca. 1 gram.

Meteorieten zijn steenachtige of metalen brokstukken van buitenaardse oorsprong die men op aarde aantreft en waarvan de val met veel helderder lichtverschijnselen gepaard is gegaan. De meteoroiden zijn waarschijnlijk ontstaan uit uiteenvallende komeetkernen i.h.b. als ze in periodiek terugkerende zwermen voorkomen. De meteorieten zijn waarschijnlijk brokstukken van planetoiden, een enkele maal komen zij neer in zwermen van honderden of duizenden sterren. De snelheden liggen in de buurt van de parabolische snelheid van 42 km/sec. De baansnelheid van de aarde is 30 km/sec. De relatieve snelheid kan dus verieren van 12 (begin van de nacht) tot 72 km/sec (einde van de nacht). Het oplichten in de dampkring geschiedt op een hoogte van ca. 110 km, het doven op 80 à 70 km. Bij de val botsen de luchtmoleculen tegen de meteorioïde en doen die verdampen. De lichtende dampwolk nemen we waar. De meteorioïde laat een geïoniseerd spoor na, dat met radar - ook overdag - aangetoond kan worden. Een spectrum van de meteor wordt soms bij toeval verkregen, men ziet behalve de lijnen van stikstof uit de atmosfeer, die van Na, Mg, Ca, Fe en soms Cr en Mn. De samenstelling van de gassen schijnt overeen te komen met die van de steenmeteorieten.

De schattingen van wat er per dag aan meteorietisch materiaal op aarde komt lopen uiteen van 20 tot 6500 ton; in ieder geval hoofdzakelijk in de vorm van micrometeorieten (< enige microns).

De meteorieten onderscheidt men in:

- a) steenmeteorieten
- b) steen-ijzermeteorieten
- c) ijzermeteorieten

Van de kleine glasachtige tektieten veronderstéit men slechts dat het meteorieten zijn.

Uit de analyse van de meteorieten zijn de volgende dingen komen vast te staan:

- a) Alle chemische elementen behalve Kr, Pm, At en Fr heeft men erin aangetroffen
- b) De mineralen waar ze uit bestaan komen niet allen op aarde voor
- c) De magnetisering wijst op het ontstaan in vrij grote moederlichamen met een eigen magneetveld; de meteorieten zijn de brokstukken die bij onderlinge botsingen zijn ontstaan.
- d) Ouderdomsbepalingen (uranium - loodmethode) wijzen op een stolling 4,6 miljard jaar geleden
- e) In de buitenste lagen vindt men isotopen die alleen ontstaan kunnen zijn onder invloed van de kosmische straling. De stralingsleeftijd is 200 à 600 miljoen jaar voor de ijzermeteorieten en 20 à 60 miljoen jaar voor de steenmeteorieten; zo lang geleden zijn zij dus waarschijnlijk uit de moederlichamen gevormd.